

Klagyivik Péter

A CEFEIDA TÍPUSÚ VÁLTOZÓCSILLAGOK
JELLEMZŐI KÖZÖTTI ÖSSZEFÜGGÉSEK
ÁTFOGÓ VIZSGÁLATA

DOKTORI ÉRTEKEZÉS

EÖTVÖS LORÁND TUDOMÁNYEGYETEM
FIZIKA DOKTORI ISKOLA
RÉSZECSKEFIZIKA ÉS CSILLAGÁSZAT PROGRAM

DOKTORI ISKOLA VEZETŐ: DR. HORVÁTH ZALÁN EGYETEMI TANÁR

PROGRAMVEZETŐ: DR. CSIKOR FERENC EGYETEMI TANÁR

TÉMAVEZETŐ: DR. SÁNDOR ZSOLT MÓZES

KONZULENS: DR. SZABADOS LÁSZLÓ

EÖTVÖS LORÁND TUDOMÁNYEGYETEM
FÖLDRAJZ- ÉS FÖLDTUDOMÁNYI INTÉZET
CSILLAGÁSZATI TANSZÉK
BUDAPEST, 2010

Tartalomjegyzék

Előszó	iv
1. A cefeidák általános jellemzése	1
1.1. Történeti áttekintés	1
1.2. Csillagpulzáció dióhéjban	7
1.3. A cefeidák élete	11
1.4. Fizikai tulajdonságaik	14
1.4.1. Hőmérséklet	15
1.4.2. Sugár	16
1.4.3. Tömeg	17
1.4.4. Luminozitás	18
1.4.5. A cefeidák fizikai paramétereinek jellemző értékei	19
1.5. A P-L és a P-L-C reláció	21
2. Adatgyűjtés	27
2.1. Az adatbázis összetétele	27
2.2. A táblázat adatainak meghatározása	29
2.2.1. A pulzációs periódus	29
2.2.2. A pulzációs amplitúdók	30
2.2.3. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ egységes rendszerbe transzformálása	32
2.2.4. Pulzációs módus	33
3. Cefeidák amplitúdói	38
3.1. Amplitúdók mint diagnosztikai eszközök	38
3.2. Periódus – amplitúdó relációk	39

3.2.1.	Korábbi P–A relációk	40
3.2.2.	Új P–A relációk	44
3.3.	Amplitúdóarányok	50
3.3.1.	A radiális sebesség és a B sávbeli amplitúdó aránya	50
3.3.2.	További amplitúdóarányok	55
3.4.	A fotometriai amplitúdó hullámhosszfüggése	57
3.5.	Az amplitúdók egymástól való függése	63
3.6.	Kettős cefeidák	67
4.	[Fe/H]-függések	70
4.1.	A kémiai összetétel meghatározása	71
4.2.	A periódus-fényesség reláció fémtartalomfüggése	73
4.3.	A [Fe/H] arány periódusfüggése	75
4.4.	A fémtartalom eloszlása a Tejútrendszerben	77
4.5.	A [Fe/H] arány hatása a fénygörbék alakjára	80
4.6.	Az amplitúdók fémtartalomfüggése	81
4.6.1.	Egyszerű modell az amplitúdók [Fe/H]-függésére	83
4.6.2.	A [Fe/H] arány hatása az amplitúdók felső burkolótól való eltérésére	86
4.6.3.	Az amplitúdóarányok fémtartalomfüggése	87
4.6.4.	Az amplitúdók hullámhosszfüggésének [Fe/H]-függése	89
4.7.	A [Fe/H] értékek meghatározása a kapott összefüggések alapján . . .	94
5.	Záró gondolatok	98
A.	A cefeidák paraméterei	101
B.	Mért és számolt [Fe/H] értékek	119

Előszó

Kevés olyan változócsillag-típus van, mely akkora hatással volt a csillagászat fejlődésére, mint a cefeidák. Periódus-fényesség relációjuk alapvető fontosságú az extragalaktikus távolságmérés megalapozásában és meghatározásában. Ezen összefüggés léte a fizika elveiből is következik, de a reláció kalibrálási pontossága napjainkban sem éri el a kívánt szintet. A cefeidákkal foglalkozó kutatók többségének közvetlen célja e reláció pontosabb kalibrálása, mostanában különösen az eltérő nehézelem-tartalom figyelembevétele.

Ennek a kitüntetett érdeklődésnek köszönhetően az elmúlt években sok olyan, a cefeidák kémiai összetételére vonatkozó cikket publikáltak, amelyek a korábbiaknál jóval pontosabb spektroszkópiai vizsgálatok alapján születtek. Szintén az 1990-es évektől állnak rendelkezésre viszonylag nagy számban homogén radiálissebesség-mérések a cefeidákról.

E prioritás (és a luminozítás megállapításához pontosan kalibrálandó periódus-sugár reláció) mellett teljesen háttérbe szorulnak a cefeidákra megállapított egyéb összefüggések, illetve az azokból levonható asztrofizikai következtetések. A periódustól függő relációk a teljesség igénye nélkül a következők: periódus-fénygörbealak, periódus-amplitúdó, periódus-színképtípus, periódus-színindex, periódus-kor, periódus-felszíni gravitációs gyorsulás.

Az újabb adatok elemzésével az imént felsorolt relációk pontosításán kívül további összefüggések feltárása is lehetséges. Ilyenekre vezethet például a fénygörbe és a radiálissebesség-görbe amplitúdó- és fázisviszonyainak elemzése, valamint a fénygörbe alakját jellemző Fourier-paraméterek függése a csillag kémiai összetételétől. Az ugyancsak pulzáló RR Lyrae típusú változócsillagokra találtak ilyen összefüggést, de a kevésbé pontos adatok alapján a cefeidákra korábban nem.

Dolgozatomban ezen összefüggések meglétét, tulajdonságait vizsgálom. Az első fejezetben rövid áttekintést adok a cefeidák kutatásának történetéről, majd a csillagpulzációról, valamint a cefeidák életéről és fizikai tulajdonságairól.

Az elemzéshez a szakirodalomban korábban publikált adatokat használtam fel. Ezekből összeállítottam egy katalógust, mely 369 galaktikus, egymódusú klasszikus cefeida fotometriai módszerekkel meghatározható paramétereit tartalmazza, kiegészítve néhány spektroszkópiai módszerekkel meghatározható adattal. Ezzel részletesebben a második fejezetben foglalkozom. Sajnos az elmúlt négy évben a Magyar Tudományos Akadémia Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézete Piszkéstetői Observatóriumában eltöltött 25 hét időjárása nem volt kedvező, így saját észleléseim még nem kerülhettek bele a katalógusba. A katalógust az A. Függelék tartalmazza.

A harmadik fejezetben a cefeidák amplitúdóival foglalkozom, részletesen megvizsgálom a fotometriai és a radiálissebesség-amplitúdók periódusfüggését, valamint a különféle amplitúdóarányok tulajdonságait. Ezenkívül bevezetésre kerül két új, a fotometriai amplitúdók hullámhosszfüggését leíró paraméter is.

A negyedik, utolsó nagy fejezetben a kémiai összetétel különféle hatásaival foglalkozom. Legelőször röviden áttekintem, hogyan történik a kémiai összetétel meghatározása, majd megvizsgálom, hogyan befolyásolja az eltérő $[\text{Fe}/\text{H}]$ tartalom a csillagok amplitúdóit, illetve az amplitúdókkal kapcsolatos különféle paramétereket. Egy egyszerű modellen bemutatom a fémtartalom fotometriai amplitúdókra gyakorolt elméleti hatását. A fejezet végén a kapott összefüggések alapján 98 csillag fémtartalmát határozom meg, ezek közül 51-ről korábban nem állt rendelkezésre ilyen adat. A kapott $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek a B. Függelék táblázatában találhatók.

Dolgozatomat köszönetnyilvánítás, valamint magyar és angol nyelvű összefoglalás zárja.

1. fejezet

A cefeidák általános jellemzése

1.1. Történeti áttekintés

1780 előtt mindösszesen 6 olyan csillagot ismertek, melyek változtatják fényességüket (az 1572-es és az 1604-es szupernóva, o Ceti, Algol, χ Cygni és R Hydrae). Ekkor Edward Pigott (1753–1825) és John Goodricke (1764–1786) szisztematikus észleléseinek köszönhetően ez a szám rövid idő alatt majdnem megduplázódott. Az új változók listája az η Aquilae-vel kezdődött, ami az elsőként felfedezett cefeida volt (1784). Alig néhány héttel később felfedezték a másodikat is, a δ Cepheit. Érdekes, hogy nem az elsőként felfedezetről lett elnevezve ez a változótípus. Magát a cefeida elnevezést először John Charles Duncan (1882–1967) használta (Duncan 1909), megemlítve, hogy az ötlet a XIX-XX. század fordulójának egyik jól ismert tudományos írójától, Agnes Mary Clerke-től (1842–1907) származik.

A XX. század elején már több mint száz cefeidát ismertek a Galaxisban és további több százat a szomszédos Magellán-felhőkben. Az ismert változók számának hirtelen megugrásában jelentős szerepet játszott Friedrich Wilhelm August Argelander (1799–1875) azzal, hogy kidolgozta a csillagok fényességének meghatározási módszerét ismert fényességű csillagok segítségével.

A XIX–XX. század fordulóján az addigi vizuális megfigyeléseket felváltották a sokkal hatékonyabb és pontosabb fotografikus észlelések. Ez újabb nagy ugrást hozott a változócsillagok számában. Ebben jelentős szerepet játszott a Harvard obszervatórium a XIX. század végén és a XX. század elején. Itt Edward Charles Picke-

ring (1846–1919) vezetésével több nagyszabású projekt is futott egy időben. A két legismertebb a több mint 225000 csillag spektrálklasszifikációját tartalmazó HD-katalógus összeállítása, valamint változócsillagok keresése a Magellán-felhőkben. Ez utóbbi tette híressé Henrietta Swan Leavitt (1868–1921) nevét, aki egymaga több száz változócsillagot fedezett fel a két szomszédos törpegalaxisban. Szintén ő volt, aki a fénygörbéket vizsgálva észrevette, hogy a fényesebb cefeidáknak hosszabb a fényváltozási periódusa.

Nagyjából ez idő tájt megkezdődtek a cefeidák spektroszkópiai vizsgálatai is. A legelső ilyen méréseket Arisztarh Apollonovics Belopolszkij (1854–1934) végezte a pulkovói obszervatóriumban. Kimutatta, hogy a δ Cephei radiális sebessége változik (Belopolszkij 1894). Később kiderült, hogy mindegyik cefeida hasonlóan viselkedik. Először a színképvonalak hullámhosszának periodikus változása miatt ezt azzal magyarázták, hogy a cefeidák kettőscsillagok, és a keringés miatt látható a periodikus oszcilláció. Később megmutatták, hogy ez a magyarázat téves, mivel a kísérő csillag pályájának a szuperóriás cefeidán belül kellene lennie (Shapley 1914), valamint kiderült az is, hogy a fényváltozás mértéke függ a hullámhossztól, ez pedig nem egyeztethető össze a fedési fényváltozásokkal. Shapley arra a következtetésre jutott, hogy a cefeida típusú változásokat a csillagok pulzációja okozza. A csillagpulzáció ötlete Georg August Dietrich Ritter (1826–1908) nevéhez fűződik, és jóval korábbra nyúlik vissza (Ritter 1878–1883). A pulzációelmélet fizikai alapjait Sir Arthur Stanley Eddington (1882–1944) fektette le azzal, hogy matematikai formában leírta, hogyan oszcillálhatnak a csillagok. Ezzel lehetőség nyílt a csillagok szerkezetének vizsgálatára, melyben kulcsfontosságú szerepet töltenek be a pulzáló változók.

Időközben más területen is fontos szerepet kaptak a cefeidák, mégpedig a távolságmérésben. Ahogy korábban említettem, minél hosszabb egy cefeida pulzációs periódusa, annál fényesebb. Ezt az összefüggést nevezzük periódus-fényesség relációnak (a továbbiakban az angol rövidítést használva P-L reláció). Ha ismerjük egy cefeida periódusát, akkor ebből meg tudjuk mondani a valódi fényességét. Ezt összevetve a látszó fényességével megkapjuk a távolságát. Ehhez persze először kalibrálni kellett az összefüggés nullpontját, melyhez ismerni kellett néhány cefeida távolságát. Trigonometrikus parallaxis méréséhez túl messze vannak. A legközelebbi ismert ce-

feida, a Polaris távolsága is 132 pc (a HIPPARCOS űrtávcső adatai szerint). Ebben a távolságban a Föld keringése miatti apró elmozdulások mérése meghaladta az akkori mérési technika lehetőségeit. Így jobb híján a statisztikus parallaxis módszerét alkalmazta Ejnar Hertzsprung (1873–1967), amikor elsőként kalibrálta az összefüggést (Hertzsprung 1913). Ahhoz, hogy a Tejútrendszer cefeidái alapján kalibrálni lehessen más galaxisok cefeidáinak távolságát, fel kell tételezni, hogy ezek a csillagok minden érintett galaxisban egyformák. Ez a közelítés persze nem igaz, hiszen például az eltérő kémiai összetétel jelentősen befolyásolja a csillagok evolúcióját és belső szerkezetét, ezzel azonban csak jóval később kezdtek el foglalkozni.

A ma használatos jelöléssel Hertzsprung $P - L$ relációja így nézett ki:

$$\langle M_V \rangle = -0,6 - 2,1 \times \log P, \quad (1.1)$$

ahol $\langle M_V \rangle$ a cefeida átlagos abszolút fényessége a V sávban, $\log P$ pedig a napokban mért pulzációs periódus logaritmus.

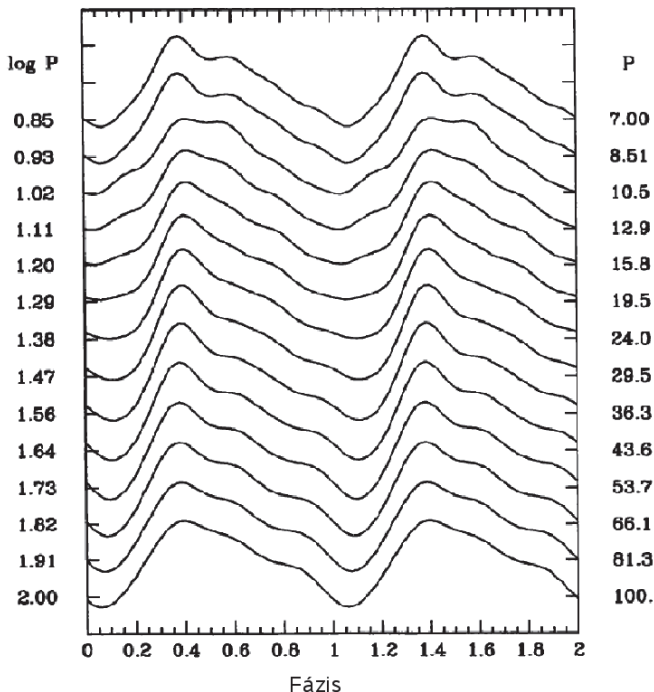
Idővel a megbízható fénygörbék száma egyre nőtt. Hertzsprung (1926) megvizsgálta, hogyan függ a fénygörbék alakja a fényváltozás periódusától. Ennek a híres Hertzsprung-progresszióknak egy későbbi ábrázolása látható az 1.1. ábrán.

Mint látható, 7 nap környékén a leszálló ágon megjelenik egy púp (bump), mely a hosszabb periódusok felé haladva egyre közelebb kerül a maximális fényesség fázisához. 10-11 nap környékén ez a púp nagyjából egybeesik a maximum helyével, még hosszabb periódusok esetén a púp átveődik a felszálló ágra, végül 20 nap tájékán közvetlenül a minimum után figyelhető meg, ezután eltűnik.

Egy másik alapvető összefüggést, a színindexek periódusfüggését még korábban felfedezték. Az átlagos fotografikus és fotovizuális fényességekből számolt színindexekre Shapley (1918) a következő összefüggést kapta:

$$\text{Színindex} = -0,55 - 1,5 \times \log P \quad (1.2)$$

Ugyanebben a cikkében Shapley meghatározta a cefeidák átlagos abszolút fényességét is. A $P - L$ reláció nullpontjára 1,4 magnitúdóval kevesebbet kapott a ma elfogadott értékhez képest, viszont mivel ez az érték kizárólag klasszikus cefeidákon alapul, így nem a II. populációs cefeidák okozták az alacsony luminozitást, hanem



1.1. ábra. A Hertzsprung-progresszió szemléltetése.

az, hogy se a csillagközi anyag fényelnyelő hatását nem vette figyelembe, se a galaxis forgásának a sajátmozgásokra gyakorolt hatását.

A $P - L$ reláció fontosságának felfedezését követően gyakorlatilag a cefeidákkal kapcsolatos összes kutatás közvetlenül vagy közvetetten kapcsolatban állt ezzel az összefüggéssel. Az 1920-as évek közepén a cefeidák extragalaktikus távolságindikátorokká váltak, miután Edwin Powell Hubble (1889–1953) cefeidákat fedezett fel a csillagokra bontott spirálködökben (Hubble 1925). Nemcsak a legközelebbi spirálködökről, az Andromédáról (M31) és a Triangulumról (M33) derült ki, hogy extragalaxisok, hanem az összes többi spirálköd is a Tejútrendszeren kívülre került. Shapley $P - L$ relációját használva az M31 távolságára az akkor hihetetlennek hangzó 285

kpc adódott (a ma elfogadott érték 690 kpc).

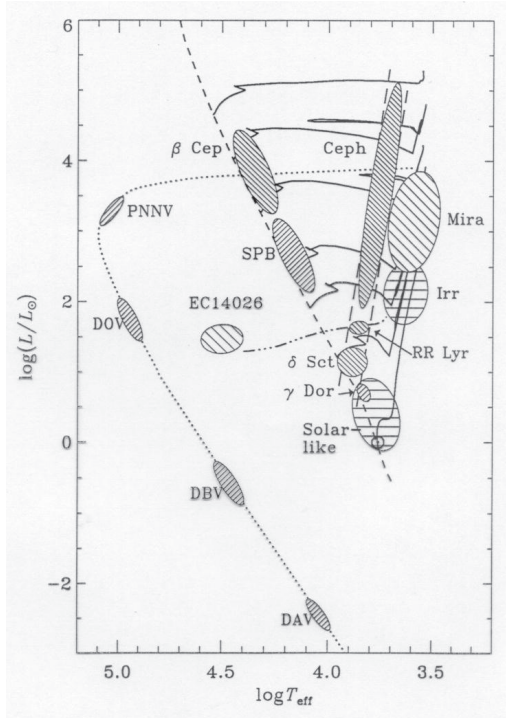
Fontos felfedezést tett Walter Sydney Adams (1876–1956) és Alfred H. Joy (1927), valamint tőlük függetlenül Shapley (1927). Kimutatták, hogy adott pulzációs periódus esetén csak meghatározott spektráltípusú cefeidák fordulnak elő. A $P - L$ reláció léte és az a tény, hogy a spektráltípus áttanszformálható effektív hőmérsékletté, együttesen azt eredményezi, hogy a cefeidák a H–R diagram egy jól meghatározott részén helyezkednek el. Ez a terület az instabilitási sáv (az 1.2. ábrán a cefeidákat, valamint az RR Lyrae és a δ Scuti típusú csillagokat tartalmazó sáv). Ennek fontosságára csak évtizedekkel később Allan Rex Sandage (1926–) mutatott rá 1958-ban.

Ahogy tovább nőtt az ismert cefeidák száma, lehetőség nyílt a $P - L$ reláció részletesebb tanulmányozására is. Borisz Vasziljevics Kukarkin (1909–1977) hívta fel a figyelmet a reláció nemlineáris voltára (Kukarkin 1936). Egy négyzetes illesztés, vagy két különböző meredekségű egyenes a 10 napnál rövidebb, illetve hosszabb periódusú csillagokra jobb közelítést ad. Ez a periódus szerinti kettősség több más összefüggés esetén is megfigyelhető, ahogy az a későbbi fejezetekben látható lesz.

Az 1940-es évek végén Walter Baade elkezdte észlelni az Androméda-ködöt a Palomar-hegyi új 5 méteres távcsővel. Kiderült, hogy a gömbhalmazokban az RR Lyrae csillagok 1,5 magnitúdóval halványabbak a vártnál.

Ezzel nagyjából egy időben vezették be a csillagok populációkba sorolását, melyet elsőként szintén Baade javasolt 1944-ben. A cefeidákat is szétválasztották két típusba. A klasszikus cefeidák nagyjából 1,5 magnitúdóval nagyobb luminozitásúak, mint az azonos periódusú II. populációs megfelelőik. Ezzel szertefoszlott az az elképzelés, mely szerint a $P - L$ reláció az összes cefeidára érvényes. A nullponti eltérésen kívül a reláció meredeksége sem azonos a két populáció esetében. Hogy kissé még bonyolultabb legyen a helyzet, a II. populációs cefeidák sem alkotnak egységes csoportot. Két változatuk létezik, a rövidebb periódusú BL Herculis és a hosszabb periódusú W Virginis típusúak. A két típushoz tartozó csillagok a csillagfejlődés más-más fázisában vannak (Szabados 2010), ennek ellenére általában egységesen II. típusú cefeidáknak nevezik őket az irodalomban.

Mivel a klasszikus cefeidák valójában 1,5 magnitúdóval fényesebbek, mint a II.



1.2. ábra. A HRD pulzáló változócsillagai, valamint az instabilitási sáv elhelyezkedése.

típusú társaik, így az összes cefeidákon alapuló extragalaktikus távolságot meg kellett duplázni. Ezzel megoldódott az M31 halvány RR Lyrae csillagainak rejtélye is. Ezután a század második fele a $P-L$ reláció nullpontjának és alakjának pontosításával telt a cefeidák kutatását illetően.

Ebben sokat segítettek a nyílthalmazokban található cefeidák (pl. S Normae és U Sagittarii). A nyílthalmazok távolsága meghatározható fősorozat-illesztéssel, figyelembe véve a csillagközi és halmazbeli vörösödést. Ha ismert a halmaz távolsága, akkor a halmazhoz tartozó cefeida abszolút fényessége is könnyen meghatározható, ami kiváló lehetőséget nyújt a $P-L$ reláció nullpontjának pontosítására.

Egy másik jó lehetőség a kettős cefeidák esetében adódik, ahol szintén a pulzációtól függetlenül számolhatók a csillagok fizikai paraméterei (Evans 1992b).

A legnagyobb és legmodernebb távcsövek használata a cefeidák kutatásában azóta is tart. Mind űrtávcsövekkel (pl. IUE, HST, Hipparcos), mind pedig földi távcsövekkel (pl. interferometrikus mérések a VLT-vel) folytak és folynak napjainkban is észlelések. Mindezek mellett a fotoelektromos fotométerek, majd később a CCD kamerák elterjedésével a kis távcsövekkel rendelkező amatőr csillagászok számára is elérhetővé váltak, így rengeteg fotometriai mérés született, melyekkel nyomon követhetők a pulzációs periódusok változásai és akár a fénygörbék alakjának változásai is.

Azonban a fő kutatási irány továbbra is a cefeidák különböző összefüggéseinek, főleg a periódus-fényesség relációnak a kalibrálása maradt.

1.2. Csillagpulzáció dióhéjban

A pulzáció egy csillag globális oszcillációja. Ha ez az oszcilláció gömbszimmetrikus, akkor radiális pulzációról, ellenkező esetben nemradiális pulzációról beszélünk. Általánosan elmondható, hogy az óriás csillagok radiálisan pulzálnak, míg a fősorozati és a degenerált csillagok nemradiális pulzációt végeznek. Természetesen vannak kivételek is.

Mivel a pulzáció során minden csillag a fizikai tulajdonságainak megfelelő saját-frekvenciá(ko)n oszcillál, így a pulzációból következtethetünk a csillag belső szerkezetére. Ennek egyik klasszikus alkalmazása a cefeidák periódus-fényesség relációja, de ennek segítségével "láthatunk be" a Nap, vagy épp a fehér törpe csillagok felszíné alá is.

Induljunk ki a csillagok pulzációját leíró egyenletekből. Az első a kontinuitási egyenlet:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla(\rho u) = 0, \quad (1.3)$$

ahol ρ a sűrűség, u pedig az oszcilláció és rotáció által keltett sebességvektor.

A következı a momentum-egyenlet:

$$\frac{\partial u}{\partial t} + u \cdot \nabla u = -\frac{1}{\rho} \nabla p - \nabla \psi - \overline{V \nabla V} + \frac{1}{4\pi\rho} (\nabla \times B) \times B, \quad (1.4)$$

ahol p a nyomás, ψ a gravitációs potenciál, B a mágneses tér, V pedig a turbulens konvekció sebessége. A felsı vonal kis területre vett átlagot jelöl.

A gravitációs potenciálra felírható a Poisson-egyenlet:

$$\nabla^2 \psi = 4\pi G \rho, \quad (1.5)$$

ahol G a gravitációs állandó.

Az energiamegmaradás a következıképpen írható fel:

$$\frac{dE}{dt} - \frac{p}{\rho^2} \frac{d\rho}{dt} = \epsilon - \frac{1}{\rho} \nabla \cdot (F_R + F_C), \quad (1.6)$$

ahol E az egységnyi tömeg belsı energiája, ϵ az egységnyi tömegre jutó nukleáris energiatermelési ráta, F_C a konvekciós energiafluxus, F_R pedig a sugárzási energiafluxus, ami a következıképpen fejezhetı ki:

$$F_R = -\frac{4ac}{3\kappa\rho} T^3 \nabla T, \quad (1.7)$$

ahol a a sugárzási állandó, c a fénysebesség és κ a sugárzási opacitás.

A mágneses tér idıbeli változását a magnetohidrodinamikából ismert képlettel fejezhetjük ki:

$$\frac{\partial B}{\partial t} = \nabla \times (u \times B) \quad (1.8)$$

Szükségünk van még egy állapotegyenletre, mely kapcsolatot teremti p , ρ és T között. Ez lehet adiabatikus és nem-adiabatikus, továbbá fel kell írunk az opacitást ρ , T és a kémiai összetétel függvényeként. A konvekcióval kapcsolatos $\overline{V \nabla \cdot V}$ és F_C -re is szükség van, ezek meghatározása viszont igen nehéz, épp ezért a legtöbb esetben eltekintenek a konvekciótól.

A pulzációelméletben az egyensúlyi állapot körüli perturbációként kezelik a pulzációt. Sok esetben a pulzációs periódus sokkal rövidebb, mint a csillag külsı részeiben a termikus idıskála, így a nem-adiabatikus effektusok kicsik. A perturbáció

alakját minden fizikai paraméterre hasonlóan írják fel, a nyomásra például (gömbi polárkoordinátákkal):

$$p = p_0 + p'(t, r, \Theta, \Phi) = p_0 + p'(r)Y_l^m(\Theta, \Phi)e^{i\omega t}, \quad (1.9)$$

ahol p_0 a nyomás az egyensúlyi helyzetben, p' az időfüggő perturbáció, $Y_l^m(\Theta, \Phi)$ pedig az l (horizontális) és m (azimutális) kvantumszámú szférikus harmonikus. Az oszcilláció módusait ezekkel a kvantumszámokkal (kiegészítve az n (radiális) kvantumszámmal) lehet egyértelműen leírni. Ezek a számok a nullahelyek számát adják meg, azaz ahol a pulzáció során nem történik elmozdulás.

n : radiális kvantumszám, a radiális irányú elmozdulás nullahelyeinek számát adja meg. $n = 0$ felel meg az alapmódusnak, mely esetben csak a középpont marad mozdulatlan, a csillag felszínén pedig szabad vég van. Magasabb értékei a felhangú pulzációknak felelnek meg.

l : horizontális kvantumszám, az összes szögfüggő nullahelyek számát adja meg.

$|m|$: azimutális kvantumszám, a pólusokon átmenő főkörök, azaz az egyenlítőn található nullahelyek számát adja meg.

Az oszcilláció tulajdonképpen állóhullámok létrejöttét jelenti a csillag belsejében. Radiális pulzáció esetében nincsenek szögfüggő nullahelyek, így $l = 0$, de például a Nap esetében akár $l = 1000$ értékig is beazonosíthatók az egyes módusok (Nap-típusú oszcilláció). Hogy ezek a kis perturbációk idővel lecsengenek-e, vagy felerősödnek globális pulzációt okozva, azt stabilitásvizsgálattal dönthetjük el.

Hogy pulzáló változócsillagokat lássunk, ahhoz ezt a perturbációt valamilyen mechanizmusnak folyamatosan gerjesztenie kell. A csillagot végtelen számú, dm tömegű réteggént lehet elképzelni (hagyma-modell), melyek egymástól független Carnot-hőerőgépként üzemelnek. Ha ezen tömegelemek összes végzett munkája pozitív, akkor az adott réteg pulzációsan instabil. Eszerint az a réteg gerjeszti a pulzációt, mely a maximális összenyomás során hőt vesz fel, míg az, amelyik hőt ad le, csillapítja azt.

A gerjesztési mechanizmust a csillag felszíne alatt lévő, bármely, kellő mennyiségben jelen lévő elem (H , He , He^+ stb.) ionizációja szolgáltathatja. Az ionizáció

során hirtelen megnő az anyag opacitása (κ), melyel jelentősen lecsökken az anyag sugárzásáteresztő képessége. Így kisebb lesz a hővesztesség, mivel az az ionizációra fordítódik a kisugárzás helyett. Az így felgyülemlett energia a tágulás során munkát végez. Ezt nevezzük κ -mechanizmusnak, mivel a gerjesztés az opacitás változásának köszönhető. Ez a leghatásosabb destabilizáló mechanizmus a pulzáló változócsillagok esetében.

A cefeidák modellezésében az utóbbi években a számítástechnika rohamos fejlődésének köszönhetően jelentős előrelépések történtek. A mai modellek képesek reprodukálni mind az alapmódusban, mind az első felhangban pulzáló csillagok fénygörbéit, még a Hertzsprung-progresszió környékén is. Egyértelműen bebizonyosodott, hogy alapmódus esetén az alapmódus és a pulzációs szempontból stabil második felhanghoz tartozó pulzációs periódus közötti 2:1 arányú rezonancia a felelős a Fourier-paraméterek 10 nap környékén látható viselkedéséért. Első felhangú pulzáció esetében is létezik ilyen rezonancia, ezt az első és a pulzációsan stabil negyedik felhang periódusa közötti 2:1 arányú rezonancia okozza 4 napos periódus környékén.

A fénygörbék és a radiálissebesség-görbe közötti fáziskülönbség felhasználható a különféle módusban pulzáló csillagok szétválogatására. Ezenkívül az elméleti és a megfigyelt fénygörbék összehasonlításával a csillagok kémiai összetételének meghatározására is felhasználhatók a modellek.

Az OGLE adatbázis vizsgálatával az alapmódusban és az első felhangban pulzáló csillagokon kívül számos egyéb fajta cefeida is felkerült a Hertzsprung–Russell-diagramra (a továbbiakban HRD). Találtak második felhangban pulzáló, alapmódusban és első felhangban, valamint első és második felhangban pulzáló csillagokat, hárommódusú cefeidákat és az RR Lyraeknél gyakori Blazsko-szerű modulációt mutató cefeidákat is (Udalski és mksai. 2008).

Buchler (2009) modellszámításai alapján a cefeida instabilitási sávon belül a különféle módusok (alapmódus, első és második felhang) egymástól elkülönülnek. Ezen módusok határán található egy keskeny átmeneti terület, ahol egyidejűleg kétféle módusban is pulzálhatnak a csillagok. Kétmódusú pulzáció szintén ezeken az átmeneti területeken jöhet létre kisebb tömegek és rövidebb periódusok esetén. Egyetlen kivétel van, az alapmódushoz tartozó rezonanciánál ($P \approx 10$ nap) egy

nagyon szűk tartományban szintén létrejöhet kétmódusú (alapmódus és első felhang) pulzáció. Elmondható tehát, hogy a modelszámítások képesek reprodukálni a különböző típusú egy- és kétmódusú pulzációt végző csillagok tulajdonságait. Visszont például a három módusban pulzáló csillagok modellezése még megoldásra vár.

A jelenlegi modellek korántsem tökéletesek. Például a kis tömegű és alacsony fémtartalmú evolúciós modellek nem ott keresztezik az instabilitási sávot, ahol az észlelt cefeidák tartózkodnak. Továbbá nincs még egyezés a konvekció modellekbe történő beépítésének mikéntjéről sem.

A már említett egyik megoldandó, nehéz feladat a konvekció modellezése a csillagok bonyolult struktúrájú külső részében. A csillag belsejében a hidrogén ionizációs zónájának környékén ugrásszerűen változik a hőmérséklet. Ennek következtében a numerikus számítások során igen kis lépésközt kell alkalmazni, ellentétben a csillag más részeivel, ahol akár négy nagyságrenddel nagyobb lépések is elegendőek. További bonyodalmat okoz, hogy nincs egy éles külső határ, mivel a csillagot egy optikailag vékony, nagyjából izotermális légkör veszi körül, melynek sűrűsége kifelé exponenciálisan csökken. Nagyon jó kiindulási alapot jelentenek a pulzációmentes csillagmodellek, de a konvekció térbeli modellezése egy pulzáló csillagban jelenlegi képességeink határát feszegeti.

A cefeidák nemradiális pulzációjának modellezése szintén nem egyszerű feladat. Az OGLE cefeidák vizsgálata során nemradiális pulzáció nyomaira bukkantak (Moskalik és Kolaczowski 2009). Vajon ezeket a módusokat a konvekció gerjeszti? Ennek a kérdésnek a megválaszolására valószínűleg szintén szükség lesz egy teljes csillagra kiterjedő térbeli szimulációra.

1.3. A cefeidák élete

A cefeidák a közepes tömegű csillagok fősorozat utáni fejlődésének egyik állomását képezik. Minden 3 és 15 naptömeg közötti tömegű csillag élete során legalább egyszer áthalad az instabilitási sávnak nevezett tartományon a HRD-n.

A csillagok életük legnagyobb részét a fősorozaton töltik. Ennek során a magjukban a hidrogén héliummá alakul, miközben a csillag végig sugárzási egyensúlyban

van, azaz a gravitációt a magban keletkező sugárzás egyenlíti ki. Ennek időtartama a különböző tömegű csillagok esetében igen eltérő, de minden csillag életének nagyjából a 3/4-ét tölti itt.

Amikor a magban a hidrogén koncentrációja lecsökken, a magreakciók energiatermelése gyorsan gyengül, így a sugárzási nyomás már nem tudja kiegyenlíteni a gravitáció hatását, a csillag magja zsugorodni kezd. Az összehúzódás miatt a hőmérséklet emelkedik, aminek hatására a nagyobb tömegű csillagok magjának külső rétegeiben is megindul a $H \rightarrow He$ fúzió. Mindeközben a külső rétegek kitágulnak és lehűlnek, majd lassan újra sugárzásegyensúlyba kerül a csillag. Ezt hívjuk vörös óriás állapotnak. Az átmeneti fázisban tartózkodó csillagok alkotják a HRD szubóriás ágát.

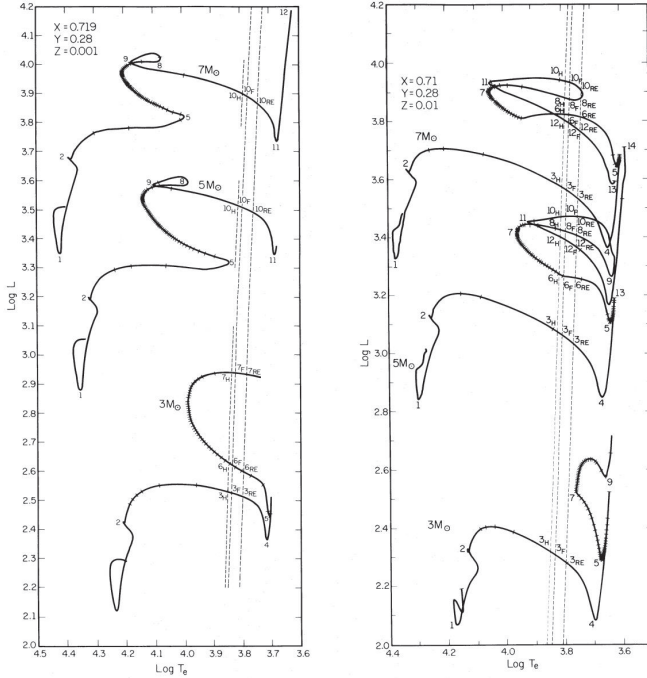
A közepes és nagy tömegű csillagok ekkor haladnak át először az instabilitási sávon. Csak rövid ideig tartózkodnak itt, mivel ezen a szakaszon igen gyors a csillagfejlődés (néhányszor 10^3 évtől nagyjából 10^4 évig terjed, és a nagyobb tömegű csillagok esetében hosszabb az áthaladási idő).

A második áthaladás akkor történik, amikor begyullad a hélium a magban. Ekkor a csillag hőmérséklete megnő, tehát a csillag balra mozdul el a HRD-n, újra belépve ezzel az instabilitási sávba. Szinte mindig ez az áthaladás tart a leghosszabb ideig, ezért feltételezhetően a cefeidák legnagyobb része is ebben az állapotban van. A legkisebb tömegű cefeidák idáig már el sem jutnak, ezek a csillagok csak akkor észlelhetők cefeidaként, amikor először és egyben utoljára haladnak keresztül az instabilitási sávon. Mivel itt is csak rövid ideig tartózkodnak, ezért az észlelt cefeidáknak legfeljebb 10%-a tartozhat ebbe a csoportba (Simon 1995).

A harmadik áthaladás kétféle állapotban jöhet létre. Egyrészt az első kék hurok során a magban történő héliumégés vége felé, amikor a csillag visszafejlődik a vörös óriás ágra. Az élettartama ennek a fázisnak rövidebb, mint a második áthaladásé, de elérheti a 10^6 évet is. A másik lehetőség a harmadik áthaladásra, amikor a magban megszűnik a héliumégés, és áttevődik a külső héjba, hasonlóan ahhoz, amikor a csillag elfelejődött a fősorozatról, és a hidrogénégés a magból a környező héjba tevődött át. Az instabilitási sávon történő harmadik, egyben utolsó áthaladás is igen gyorsan (mindössze 10^3 év alatt) lezajlik az eddigiekhez képest.

Ha a körülmények megfelelőek, egy második kék hurok is létrejöhet, amely újabb

két áthaladást eredményez. A negyedik és ötödik áthaladás időtartama nagyjából megegyezik (nagyságrendileg 10^5 év). Az áthaladási idő gyorsan csökken a tömeg növekedésével. Megjegyzendő, hogy egy adott tömegű csillag fejlődését a modellek szerint jelentősen befolyásolja a kezdeti kémiai összetétel. Ezt Becker és munkatársai részletesen tanulmányozták (Becker és mksai. 1977, Becker 1981).



1.3. ábra. Különböző tömegű és különböző kémiai összetételű cefeidák fejlődése a $\log T_{\text{eff}} - \log L$ diagramon. Látható, milyen jelentős hatása van a fémtartalomnak.

Fejlődésük végső fázisában a cefeidák vörös óriás és vörös szuperóriás csillagokként észlelhetők. A 8 naptömeg alatti csillagokban a zsugorodó szénmagban a hőmérséklet sohasem éri el a szénégés beindulásához szükséges értéket. Az aszimptotikus óriáságon fejlődnek. Életük vége felé néhány évszázad vagy évezred alatt levetik külső rétegeiket planetáris ködöket hozva létre ezzel, majd a megmaradt belső

rész energiatermelés híján fehér törpeként lassan kihűl. A nagyobb tömegű csillagokban elég magasra emelkedik a hőmérséklet, hogy beinduljon a szénégés, így ezek a csillagok vörös szuperóriássá fejlődnek, mielőtt várhatóan II. típusú szupernóvaként befejeznék életüket.

Az 5 naptömegnél nagyobb tömegű csillagok kétszer, vagy akár többször is keresztelhetik az instabilitási sávot (1.3. ábra), így a cefeidák csoportja különböző fejlődési állapotban levő csillagokat tartalmaz. Arról viszont nincs pontos ismeretünk, hogy az egyes csillagok a fejlődés mely szakaszában tartanak. Több száz éves észlelési adatsorra lenne szükség, hogy kimutatható legyen az elmozdulás a HRD-n.

1.4. Fizikai tulajdonságaik

Napjainkban a Tejútrendszerben valamivel több, mint 600 klasszikus cefeidát ismerünk. Ez lényegesen kevesebb, mint a szomszédos Magellán-felhőkben talált cefeidák száma, ami összesen nagyjából 6000, de még a Lokális Csoport másik két spirálgalaxisában talált cefeidákhoz képest is kevesebb, az M31-ben (Androméda galaxis) több mint 800, az M33-ban (Triangulum galaxis) pedig mintegy 750 cefeidát ismerünk. Viszont ezeket a galaxisokat teljes egészében látjuk, míg a Tejútrendszernek csak egy viszonylag kis részében kutathatunk a fősíkban található csillagközi por- és gázfelhők miatt, melyek eltakarják előlünk galaxisunk nagy részét. Azonban a környékünkön is előfordulhatnak még fel nem fedezett cefeidák, ahogy azt a Hipparcos űrtávcső fotometriai adatai is bizonyították (Kazarovets és Samus 1997), melyek alapján három fényes, nagy amplitúdójú cefeidát is felfedeztek (CK Cam: 7,6 mag, V898 Cen: 7,9 mag és V411 Lac: 7,9 mag).

Minél messzebb van, azaz minél halványabb egy cefeida, annál kisebb a valószínűsége, hogy észrevevesszük. A Tejútrendszerben található cefeidák összlétszáma nagyjából 50000 lehet (Kukarkin és Parenago 1963). Az ismert cefeidák számának jelentős emelkedése várható a Gaia asztrometriai űrtávcső küldetése alatt, mely több, mint 1 milliárd csillag pozícióját és fényességét fogja mérni több éven keresztül. Az eközben észlelt cefeidák száma 5200 – 6900 közé tehető (Eyer és Cuypers 2000).

Ezeket kívül több mint 70 galaxisban ismerünk cefeidákat és ez a szám folya-

matosan emelkedik az egyre nagyobb méretű távcsövek és érzékenyebb detektorok használatával.

1.4.1. Hőmérséklet

A hőmérséklet különösen fontos paramétere a cefeidáknak, mivel ennek pontos ismerete elengedhetetlen a luminozítás, és ezen keresztül a periódus-fényesség reláció meghatározásához. A cefeidák effektív hőmérsékletének meghatározása a különféle színindexek alapján egyszerű, ha a csillag valódi, vörösödéssel korrigált színindexe ismert. Ezenkívül a csillag hőmérséklete meghatározható a spektrális energiaeloszlás, valamint különféle spektrális tulajdonságok alapján is. Viszont a különféle módszerekkel kapott hőmérsékletek eltérése óvatosságra int.

A színindexek alapján történő meghatározás egyik nagy hátránya, hogy a színindexeket nemcsak a csillagközi anyag fényelnyelése befolyásolja, hanem magának a csillagnak különféle paraméterei is. Ilyenek például a felszíni gravitációs gyorsulás, a mikroturbulens sebesség és a kémiai összetétel is. Ezzel a módszerrel nagyjából 100K pontosság érhető el. Az általánosan használt színindexek közül a $V - K$ a legérzékenyebb a hőmérsékletre, viszont infravörös tartományban nagyon kevés mérés áll jelenleg rendelkezésre, ezért az effektív hőmérséklet (T_{eff}) hagyományosan a $B - V$ színindexből állapítható meg. A leggyakrabban használt kalibrációs összefüggések:

$$\log T_{eff} = 3,887 - 0,222(\langle B \rangle - \langle V \rangle) \quad (\text{Bell és Parsons 1972}) \quad (1.10)$$

$$\log T_{eff} = 3,859 - 0,175(B - V) \quad (\text{Flower 1977}) \quad (1.11)$$

Spektroszkópiai módszerek közül a spektrumvonalak mélységének felhasználásával lehet a legpontosabban meghatározni a hőmérsékletet. Számos olyan fémvonal található a csillagok optikai hullámhossztartományában, mely érzékeny a hőmérsékletre. Ezen vonalak erősségének arányai alapján néhány tíz kelvin pontossággal meghatározható a csillagok átlagos effektív hőmérséklete.

1.4.2. Sugár

Mivel az észlelési technika jelenleg még csak néhány csillag esetében engedi meg, hogy a csillagok szögátmérőjét (ismert távolság esetében a sugarát) közvetlenül meg tudjuk mérni, így kénytelenek vagyunk azt közvetett módon meghatározni. Pulzáló változócsillagok esetében erre legalkalmasabb a Baade–Wesselink-módszer. Ezzel a módszerrel mind a szögátmérő, mind pedig a lineáris méret meghatározható egy pulzáló változócsillag esetében, ezek ismeretében pedig a távolsága, az átlagos sugara és a luminozitása is.

Az effektív hőmérséklet definíciója alapján két különböző fázisra, azaz különböző hőmérsékletű időpontra felírható a következő egyenlet:

$$\log R_2/R_1 = -0,2(V_2 - V_1 + BC_2 - BC_1 + 10 \log [T_{eff,1}/T_{eff,2}]), \quad (1.12)$$

ahol V_1 és V_2 a látszó vizuális fényesség a két időpontban, BC_1 és BC_2 a bolometrikus korrekció, $T_{eff,1}$ és $T_{eff,2}$ pedig az effektív hőmérséklet. Az R -eket itt fotometrikus sugárnak hívjuk.

Kiintegrálva a radiális sebesség változását t_1 és t_2 között megkapjuk a tényleges sugárváltozást km -ben:

$$R_2 - R_1 = -p \int_{t_1}^{t_2} (v_{rad}(t) - v_\gamma) dt, \quad (1.13)$$

ahol p a projekciós faktor, v_γ pedig a radiális sebesség átlaga egy teljes pulzációs ciklus során, azaz a csillag térbeli mozgásának látóirányú komponense.

Egy állandó sugarú csillag esetében a spektroszkópai mérésekkel meghatározott radiális sebesség megegyezik a csillag hozzánk viszonyított sebességével (v_γ), hiszen a csillag légkörének minden része azonos sebességgel mozog hozzánk képest (eltekintve a csillag forgásától). Pulzáló csillagok esetében viszont a légkör különböző részei különböző sebességgel mozognak hozzánk képest, ennek következtében nem a valódi radiális sebességet mérjük, hanem egy, a csillag tőlünk látható félgömbjére átlagolt értéket. A projekciós faktor a valódi (pulzációs) és a mért radiális sebesség aránya ($p = (v_{pul} - v_\gamma)/(v_{rad} - v_\gamma)$). Értéke függ a csillag szélsőtétédésétől és hőmérsékletétől, így a pulzációs periódustól is. Gieren és munkatársai (2005) a

$$p = 1,39 - 0,03 \log P \quad (1.14)$$

összefüggést használták a cefeidák sugarának meghatározásakor.

1.4.3. Tömeg

A tömeg a csillagok élete szempontjából a legfontosabb paraméter, hiszen alapvetően ez befolyásolja fejlődésüket. Meghatározása viszont messze nem olyan egyszerű, mint a például a hőmérsékleté. Cefeidák esetében szerencsés helyzetben vagyunk, hiszen számos egymástól független módszer létezik erre. Az egyes módszerekkel kapott tömegértékek viszont nem teljesen egyeznek meg. A legkomolyabb probléma az evolúciós elméleti számításokon alapuló tömeg és a kétmódusú cefeidák egyes módusainak periódusarányából számolt tömeg esetében jelentkezett, az előbbi módszerrel kétszer akkora tömegeket kaptak, mint az utóbbival.

Az evolúciós tömeg azon csillag tömegének felel meg, amely evolúciója során épp az adott cefeida helyén halad át a H–R-diagramon. A kérdéses cefeida pozícióját az átlagos, vörösödésre korrigált $B - V$ színindexe és a periódus-fényesség reláció felhasználásával megkapott luminozitása alapján határozhatjuk meg.

A pulzációs tömeg a $P\sqrt{\rho/\rho_{\odot}} = Q$ (ρ a sűrűség, Q a pulzációs állandó) egyenlet alapján meghatározott sűrűségből és a Stefan–Boltzmann-törvényből az effektív hőmérséklet és a luminozítás felhasználásával kapott csillagsugárból számolt tömeg.

Az elméleti tömeg meghatározásához egy egyenletrendszert kell megoldanunk. Az előző bekezdésben is leírt periódus-sűrűség összefüggés, a tömeg-fényesség reláció, valamint a Stefan–Boltzmann-törvény figyelembevételével mindössze három ismeretlen marad: a tömeg, a luminozítás és a csillagsugár (az effektív hőmérséklet és a pulzációs periódus meghatározható az észlelések alapján).

Részletes és pontos csillagmodellek felhasználásával az egyszerre több – általában két – módusban (leggyakrabban alapmódusban és első felhangban) pulzáló csillagok egyes módusaihoz tartozó periódusok arányai alapján is meghatározhatók a csillagok tömegei, ezt beat-tömegnek nevezzük a kétmódusú cefeidák angol elnevezése alapján (beat Cepheids).

A dinamikai tömeg spektroszkópiai kettősök esetében határozható meg, ha ismert a kísérő tömege. Ez esetben a közös tömegközéppont körüli keringésből adódó radiálissebesség-változások arányának reciproka megegyezik a tömegek arányával.

Ha nem ismert a kísérő tömege, akkor csak az $M \times \sin i$ mennyiség határozható meg, ahol az i a csillagok keringési síkjának inklinációja. Fedési kettős esetén szerencsés helyzet áll elő, ekkor ugyanis épp a pályasík irányából látunk rá a rendszerre, így $i \approx 90^\circ$.

Az evolúciós és a beat-tömeg között hosszú ideig fennálló ellentmondás feloldására több ötlet is felmerült. Például okozhatja jelentős tömegvesztés a vörös óriás állapotban, vagy konvekció, erős mágneses tér, vagy akár a hélium feldúsulása is a légkörben. Végül Simon (1982) mutatta meg, hogy ha jelentősen megnöveljük az egyes kémiai összetevők opacitását, akkor a két tömeg közötti eltérés nagyrészt eltűnik. Később újraszámolták az opacitás értékeket, mellyel a probléma nagyrészt megoldódott (Moskalik és mtsai. 1992).

Az egyes tömegek között még fennálló eltéréseket, úgy tűnik, csak a csillagfejlődési és a csillagpulzációs elméletek további pontosításával sikerülhet megoldani.

1.4.4. Luminozitás

Az egyes cefeidák luminozitásának ismerete elengedhetetlen a periódus-fényesség reláció kalibrálásához. Viszont ezen reláció pontos megismerése után a cefeidák luminozitása nagyon egyszerűen meghatározható mindössze a pulzációs periódus alapján. A pulzációs periódus pedig az egyik legpontosabban mérhető paramétere a cefeidáknak, távoli galaxisokban található csillagok esetében is könnyen meghatározható akkor is, ha amúgy a fotometria minősége igen gyenge. Azt persze semmi nem garantálja, hogy a P–L reláció univerzális, azaz minden egyes galaxis esetén ugyanolyan az alakja. Erről részletesebben a 4.2. fejezetben írok.

A P–L reláció alkalmazásához ismernünk kell az adott csillag pulzációs módusát, mivel a különféle pulzációs módusokra más-más P–L reláció érvényes. Extragalaktikus cefeidák esetében egyszerűbb a helyzet, hiszen egy galaxison belül közel azonos távolságra vannak tőlünk, így a felrajzolt P–L reláción jól elkülönülnek az egyes módusok. Galaktikus cefeidák esetében viszont közel sem ilyen jó a helyzet. A pulzációs módus megállapítására jelenleg nincs 100%-os biztonsággal használható módszer. Nagy általánosságban elmondható, hogy az alpmódusban rezgő csillagok amplitúdója nagy, míg a felhangban pulzálóké kisebb, de találtak extrém kis amplitúdójúakat is.

túddóval pulzáló alaplódusú cefeidákat is (Buchler és mktai. 2009). Viszont a P–L reláció szórása nem hanyagolható el. Egy szintagot beépítve az összefüggésbe ez a szórás csökkenthető ugyan, de ez esetben pontosan ismernünk kell az egyes csillagok színindexét és vörösödését is (extragalaktikus cefeidák esetén mind a Tejútrendszer, mind pedig a csillagot tartalmazó galaxis hatását is).

Ha a periódus-fényesség reláció nélkül szeretnénk meghatározni egy cefeida luminozitását, akkor szükségünk van független távolságadatokra is. Ekkor kerülnek előtérbe a nyílthalmazokban, illetve asszociációkban található cefeidák, mivel ezen csillagcsoportosulások távolsága meghatározható például a főszorozat-illesztés módszerével.

Kettős cefeidák esetében a kísérő leggyakrabban főszorozati, forró, kék csillag, melyre felhasználható a főszorozati csillagokra érvényes hőmérséklet- (vagy szín-) fényesség reláció. A cefeida és kísérője közti fényességkülönbségből pedig meghatározható a cefeida fényessége is.

A legjobb eset persze az, ha egy cefeida egyszerre tagja egy halmaznak és kettős is. Ilyen például a CE Cas és a DL Cas. Előbbi esetben ráadásul a kettős mindkét komponense cefeida.

Ebben a kérdésben is hatalmas előrelépés várható a Gaia űrtávcső küldetése során, mivel gyakorlatilag az összes, 20 magnitúdónál fényesebb csillag trigonometrikus parallaxisa elérhető lesz.

A legáltalánosabb módszer viszont a Baade–Wesselink-módszer egy mellékterméke. Ha ugyanis ismert a csillag sugara, akkor az észlelések alapján meghatározott effektív hőmérsékletet felhasználva a Stefan–Boltzmann-törvényből kiszámolható a cefeida luminozitása.

1.4.5. A cefeidák fizikai paramétereinek jellemző értékei

A cefeidák szabályos változócsillagok. Az alaplódusú, galaktikus cefeidák pulzációs periódusa 2 és 60 nap közé esik. Más galaxisokban (Nagy Magellán-felhő, NGC 300) találtak 100 napnál hosszabb periódusú, alaplódusban pulzáló csillagot is, valamint a Kis Magellán-felhőben (továbbiakban SMC) számos alaplódusú cefeida periódusa rövidebb 2 napnál. A rövid periódusú csillagok nagy száma valószínűleg

az SMC nagyon kis fémtartalmának köszönhető. A Tejútrendszerben is található néhány extrém kis fémtartalmú, rövid periódusú cefeida, de jóval kevesebb, mint az SMC-ben. Ezeket anomális cefeidáknak nevezik. Név szerint a BL Boo és az XZ Cet tartozik ebbe a csoportba, valamint további csillagok, a DT Gem és a BW Com besorolása kérdéses.

A fényváltozás nagysága általában néhány tized magnitúdó, de ezt több tényező is befolyásolja. Ilyen például a pulzációs periódus, mely megszabja, hogy legfeljebb mekkora lehet az amplitúdó, ezen kívül a hosszabb hullámhosszak felé csökken az észlelt amplitúdó, valamint kettőscsillagok esetén is lecsökken az észlelt fényváltozás. A legkisebb amplitúdók tekintetében nincs határ, mint már említettem, az utóbbi években extrém kis amplitúdójú cefeidákat fedeztek fel a Nagy Magellán-felhőben (továbbiakban LMC) (Buchler mksai. 2009).

Az egyes cefeidák fénygörbéinek alakja függ az észlelési hullámhossztól. A fényváltozás amplitúdója hosszabb hullámhosszak felé csökken. Ezenkívül a maximális fényesség időpontja is később következik be hosszabb hullámhosszakon észlelve. Ez a hullámhosszfüggő fáziseltolódás a két leggyakrabban használt fotometriai sáv, a B és V között nagyjából a pulzációs periódus 4 ezred része, ami egyáltalán nem olyan kicsi, hogy elhanyagolható lenne. Ennek ellenére a periódusváltozások O-C módszerre alapozott vizsgálatakor – hibás eljárást követve – nem szokták figyelembe venni. Az amplitúdókkal részletesebben a 3. fejezetben foglalkozom.

A 1.1. táblázat a cefeidák előzőekben bemutatott fizikai paramétereinek jellemző értékeit mutatja 2, illetve 60 napos pulzációs periódus esetén. Köztes periódusokra az egyes paraméterek a táblázatban megadott értékek közé esnek.

A cefeidák fényességének, hőmérsékletének, sugarának és radiális sebességének változását a pulzációs ciklus során az 1.4. ábra mutatja. Látható, hogy a fényesség és a hőmérséklet nagyjából azonos fázisban változik, ellentétben a sugárral, mely a fénygörbe felszálló ágának közepe táján éri el legkisebb, a leszálló ág közepe környékén pedig legnagyobb értékét. A csillag mérete nagyjából egyforma a maximális és minimális fényesség pillanatában, ekkor billen át az egyensúlyi helyzetben. Ennek megfelelően ekkor éri el a radiálissebesség-görbe is szélsőértékeit.

A fénygörbe alakja erősen függ a periódustól, jórészt a már korábban említett

1.1. táblázat. Cefeidák fizikai paramétereinek jellemző értékei (forrás: Szabados, előkészületben)

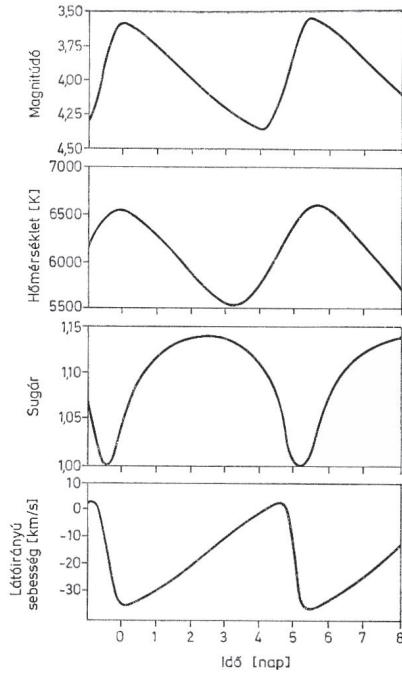
Pulzációs periódus:	2 nap	60 nap
$\langle M_V \rangle$	$-2,^m 4$	$-6,^m 5$
Átlagos luminozítás	$600L_{\odot}$	$36000L_{\odot}$
Átlagos sugár	$25R_{\odot}$	$270R_{\odot}$
Tömeg	$3,5M_{\odot}$	$11M_{\odot}$
Átlagos effektív hőmérséklet	5800 K	5000 K
Kor	10^8 év	10^7 év

Hertzsprung-progresszió következtében. Mindez nemcsak optikai hullámhosszakon figyelhető meg, hanem ugyanúgy jelen van az infravörös tartományban is (Laney és Stobie 1993), persze sokkal kisebb amplitúdóval, továbbá a radiális sebesség változásában is jól látható (Gorynya 1998).

A jelenség okát Simon és Schmidt fejtették meg (Simon és Schmidt 1976, Simon 1977). Modellszámítások kimutatták, hogy a púp az alapl módushoz és a második felhanghoz tartozó pulzációs periódus 2:1 arányú rezonanciájának következménye ($P_2/P_0 \approx 0,5$). Ez a jelenség megfigyelhető a fénygörbék Fourier-paramétereiben is (2.2.4 fejezet).

1.5. A P-L és a P-L-C reláció

Habár a cefeidák pulzációs periódusa és átlagos fényessége közötti összefüggés már egy évszázada ismert, először csak 1958-ban vezették le fizikai és asztrofizikai képletek segítségével. Először úgy gondolták, hogy a P-L reláció keskeny és egyenes (a luminozitást a periódus logaritmusának függvényében ábrázolva), a pontok viszonylag nagy szórása pedig egyrészt fotometriai hiba, másrészt az egyes galaxisokon belüli fényelnyelés következménye. Viszont az adott periódusnál tapasztalható egy magnitúdós szórást nehezen lehetett csupán ezzel magyarázni, gyanítható volt egy harmadik paraméter hatása is. Végül 1958-ban Sandage (1958) mutatta ki, hogy ez a harmadik paraméter a csillagok színe (a B-V színindex).



1.4. ábra. A cefeidák fényességének, hőmérsékletének, sugarának és radiális sebességének változása a pulzációs ciklus során. (Forrás: Marik 1989)

A P-L reláció fizikai összefüggések felhasználásával levezethető (Szabados (monográfia, előkészületben) alapján). Pusztán radiális oszcillációt mutató csillagokra, így a cefeidákra is érvényes a

$$P\sqrt{\rho/\rho_{\odot}} = Q \quad (1.15)$$

egyenlet, ahol ρ a csillag átlagos sűrűsége, Q pedig a pulzációs állandó.

Gömbszimmetrikus csillag esetében:

$$\rho = \frac{\mathcal{M}}{\frac{3}{4}\pi R^3} \quad (1.16)$$

ahol \mathcal{M} a csillag tömege, R pedig a sugara. Ezt a képletet felhasználva és tizes alapú

logaritmusát véve az 1.15 egyenlet a következő alakot ölti:

$$\log P + \log \frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_\odot} - \frac{2}{3} \log \frac{R}{R_\odot} = \log Q \quad (1.17)$$

Mivel sem a tömeg, sem pedig a sugár nem mérhető meg közvetlenül, célszerű mérhető mennyiségekkel, például a luminozitással helyettesíteni ezeket. Egyrészt a Stefan–Boltzmann-törvény alapján:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.18)$$

másrészt létezik egy tömeg–fényesség reláció:

$$\log \frac{L}{L_\odot} = k_1 + k_2 \log \frac{\mathcal{M}}{\mathcal{M}_\odot} \quad (1.19)$$

ahol k_1 és k_2 (és a továbbiakban előforduló k_i is) konstans, melyeknek értéke az újabb kalibrációk során folyamatosan módosul kissé, esetünkben viszont ez nem lényeges. Ha az 1.18 és 1.19 egyenletek segítségével kiiktatjuk a tömeget és a sugarat az 1.17 egyenletből, akkor a következőt kapjuk:

$$\log P + k_3 \log \frac{L}{L_\odot} + k_4 \log \frac{T_{eff}}{T_{eff,\odot}} = \log Q \quad (1.20)$$

A luminozitásokat áttanszformálhatjuk magnitűdókra:

$$M_{bol} - M_{bol,\odot} = -2,5 \log \frac{L}{L_\odot} \quad (1.21)$$

Ezeket felhasználva, valamint a $\log Q$ helyett bevezetve a k_7 konstanst, a következőt kapjuk:

$$\log P = k_5 M_{bol} + k_6 \log T_{eff} + k_7 \quad (1.22)$$

Az M_{bol} és a T_{eff} helyett célszerű az abszolút vizuális fényességet (M_V) és a $B-V$ színindexet használni. Ehhez a cseréhez a következő összefüggéseket használhatjuk fel:

$$M_{bol} = M_V + BC \quad (1.23)$$

ami tulajdonképpen a bolometrikus korrekció (BC) definíciója is egyben;

$$\log T_{eff} = k_8 (B - V) + k_9 \quad (1.24)$$

ez a jól ismert összefüggés az effektív hőmérséklet és a Johnson-féle színrendszer $B - V$ színindexe között;

$$BC = k_{10}(B - V) + k_{11} \quad (1.25)$$

Ezeket felhasználva az 1.22 egyenlet átrendezés után így néz ki:

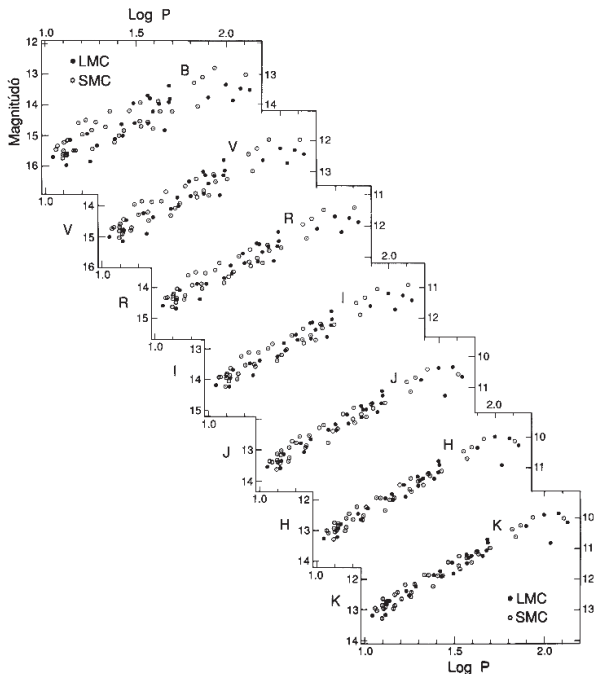
$$M_V = \alpha \log P + \beta(B - V) + \gamma \quad (1.26)$$

ahol α , β és γ konstansok.

Az egyszerű asztrofizikai összefüggések felhasználásával levezetett 1.26 egyenlet egyértelműen mutatja, hogy a periódus-fényesség relációban fontos szerepet tölt be a $B - V$ színindex. Hasonló összefüggés írható fel a V -n kívül bármelyik másik fotometriai sávra is.

A P-L reláció egy adott periódusnál igen jelentős szórást mutat luminozításban. Ez a szórás az instabilitási sáv véges szélességének köszönhető. Adott pulzációs periódus esetén az instabilitási sáv szélessége B sávban 1,2 mag, míg V sávban 0,9 mag (1.5. ábra). A P-L reláció emiatt csak statisztikusan érvényesül, a csillagokra egyenként alkalmazni csak igen nagy hibákkal lehet. Minden egyes cefeida tényleges fényessége $\pm 0,6$ magnitúdóval is eltérhet a P-L reláció segítségével meghatározottól, ez pedig távolságskálára átszámítva $\pm 30\%$ -os hibát jelent. Persze ez a hiba a csillagok számának négyzetével fordítottan arányosan csökken, és már egy tucat csillag esetén is mindössze 10% a formális hiba. Viszont ez csak akkor igaz, ha a csillagok a teljes P-L relációt lefedik, azaz ha széles periódustartományban helyezkednek el.

Ahogy a 3.4. fejezetben látható, a cefeidák fotometriai amplitúdója csökken a hosszabb észlelési hullámhosszak felé haladva. Ez annak következménye, hogy hosszabb hullámhosszakon a luminozítás változása egyre kevésbé érzékeny a hőmérséklet változására. Emiatt keskenyedik el az instabilitási sáv is ebben a tartományban. Infravörös sávokban például már csak $\pm 0,2$ mag a szórás, így egy véletlenszerű időpontban végzett észleléskor mérhető fényesség sokkal közelebb lesz az átlagos fényességhez hosszabb hullámhosszak esetén, mint ha rövidebb hullámhosszon végeztük volna az észlelést. A távolságok meghatározásának pontossága hasonló akár egyetlen közeli-infravörös sávban (J , H , K) végzett észlelés, akár egy pontosan meghatározott B sávbeli átlagfényesség alapján számolt esetben.



1.5. ábra. A Magellán-felhők P-L relációja az egyes optikai és közeli-infravörös hullámhosszakon. (forrás: Madore és Freedman 1991)

A P-L-C reláció kalibrálása látszólag viszonylag egyszerű, hiszen mindössze az α , β és γ paramétereket kell meghatározni. Ehhez viszont szükség van valami más, független távolságmeghatározási módszerrel kapott távolságadatokra. Ilyenek például a Hipparcos űrtávcső által meghatározott parallaxisok, és ehhez lesz hatalmas segítség például a közeljövőben induló Gaia asztrometria űrtávcső, mely képes lesz a Magellán-felhőkben is a fényesebb csillagok (köztük a cefeidák) trigonometrikus parallaxisát meghatározni, közvetlenül megkapva ezzel a pontos távolságukat. A kalibráláshoz viszont elengedhetetlen ismernünk a csillagközi anyag fényelnyelésének mértékét is.

Távoli galaxisok esetén problémát jelenthet maga a fotometria is, hiszen a táv-

cső és a detektor véges szögfelbontása miatt könnyen előfordulhat, hogy nemcsak a cefeida fényességét mérjük, hanem a szorosan mellette található egyéb – akár több tíz – csillagét is. Ez jelentősen megnövelheti a mért fényességértéket, miközben a fényváltozás észlelt amplitúdója lecsökken.

További nehézséget jelent, hogy a legújabb vizsgálatok szerint a P-L-C reláció nem univerzális, azaz nem ugyanaz az összefüggés érvényes a különböző galaxisokra. A Magellán-felhők P-L-C relációi törést mutatnak $P = 10$ nap környékén (Ngeow és Kanbur 2006), míg ez a törés nem látható sem a Tejútrendszer, sem pedig az Androméda-galaxis esetében. Az eltérés legvalószínűbb oka a galaxisok különböző kémiai összetétele, ugyanis a Magellán-felhők átlagos fémtartalma sokkal kisebb mind az Androméda-galaxisénál, mind pedig a Tejútrendszerénél.

2. fejezet

Adatgyűjtés

2.1. Az adatbázis összetétele

Munkám során legelőször összegyűjtöttem az elérhető észlelési adatokat 369 galaktikus, egymódusú klasszikus cefeidáról. Ezek alapján összeállítottam egy katalógust, mely főleg az egyes csillagok fotometriailag meghatározható paramétereit tartalmazza, kiegészítve néhány spektroszkópiai módszerekkel meghatározható adattal.

A cél az volt, hogy kiderítsük miként befolyásolják a különböző effektusok a pulzációs amplitúdót. A táblázatban szereplő csillagok nagy száma ellenére a minta korántsem teljes. Kimaradtak a változó amplitúdójú cefeidák, valamint az ismert kétmódusú cefeidák is (akkor is, ha valamelyik módusnak nagyon alacsony az amplitúdója). Szintén kimaradt a V473 Lyrae, köszönhetően modulált pulzációjának (Cabanela 1991), valamint az egyik legismertebb cefeida, a Polaris is, mivel nagyon alacsony és változó amplitúdója van, emiatt az amplitúdókból számított mennyiségek relatív hibája is nagy.

Továbbá nem került bele néhány viszonylag fényes ($V=10-11$ mag) csillag a hiányos fotometriai adatok miatt (FN Car, FO Car, HK Car, HL Pup, LL Pup, LR Pup, LX Pup stb.), ugyanakkor halványabbak szerepelnek benne. 12-13 magnitúdó körül (V -ben) leginkább azok kerültek bele, amelyekről publikáltak spektroszkópiai $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéket és/vagy megfelelő rádiálssebesség-görbe állt rendelkezésre.

Hasonló, a fotometriai amplitúdókat tartalmazó katalógusokat korábban is publikáltak (Fernie és mksai. 1995 – továbbiakban DDO katalógus, Szabados 1997

és Berdnikov és mksai. 2000). Bár a jelen katalógusban kevesebb csillag szerepel, mint a DDO adatbázisban, a korábbiakkal ellentétben ez homogén, valamint olyan paramétereket is tartalmaz, amelyeket a többi nem ($[\text{Fe}/\text{H}]$ érték, új paraméterek az amplitúdókhöz kapcsolódva, információ a kettősségről és a pulzációs módusról).

A táblázatban néhány mező annak ellenére üres, hogy vannak elérhető észlelések. Ezek a nagy mérési hiba miatt maradtak ki. Leginkább korai radiálissebesség-észlelésekről, valamint U sávbeli fotometriai mérésekről van szó. Ezenkívül üresen maradt a pulzációs módus oszlopa, ha nem lehetett egyértelműen eldönteni, hogy milyen módban pulzál az adott csillag.

Az A. Függelékben található táblázat egyes oszlopai a következők:

1. oszlop: Csillag neve
- 2-3: Galaktikus hosszúság és szélesség (forrás: SIMBAD)
- 4: Pulzációs periódus napokban
- 5: Átlagos látszó fényesség V sávban
- 6-10: Fotometriai amplitúdó az U , B , V , R_C és I_C sávokban
- 11: Radiális sebesség amplitúdója
- 12: A radiális sebesség és a B sávbeli fotometriai amplitúdó aránya (q)
- 13-14: m paraméter és hibája, definíció a 3.4. fejezetben
- 15-16: k paraméter és hibája, definíció a 3.4. fejezetben
- 17: Fémtartalom, $[\text{Fe}/\text{H}]$
- 18: Kettősség (0: nincs ismert kísérő, 1: ismert kettős vagy többszörös rendszer)
- 19: Pulzáció módusa (0: alapmódban pulzál, 1: első felhangban pulzál).

2.2. A táblázat adatainak meghatározása

2.2.1. A pulzációs periódus

Mivel a cefeidák pulzációs periódusa a csillagfejlődés során változik, így külön gondot fordítottam arra, hogy a pulzációs amplitúdók meghatározása során az éppen aktuális periódust használjam. Ez főleg a hosszú periódusú, nagyobb luminozitású, ezért gyorsabban fejlődő csillagok esetén okozhat gondot. A táblázatban a Fourier-analízis során kapott értékek szerepelnek három tizedesjegyre kerekítve. Ezek a periódusok a legtöbb esetben az 1990-es évekre érvényesek, mivel az észlelések nagy része akkor történt.

Több mint 70 csillag esetében adódott a harmadik tizedesjegyben eltérés a General Catalogue of Variable Stars (GCVS) periódusadataához képest (Samus és mksai. 2004). Az ilyen mértékű eltérés megfelel az evolúciós és egyéb szekuláris változások alapján vártnak. Viszont 3 cefeida esetében ennél jóval nagyobb az eltérés. A CU Ori esetében a GCVS-ben szereplő 2,160 nap helyett 1,864 nap a helyes érték, a V510 Mon-nál 7,307 nap helyett 7,457 nap, a CI Per pedig 3,378 nap helyett 3,297 napos periódussal pulzál. Ezekben az esetekben a GCVS-ben szereplő értékek rövid időintervallum alapján lettek meghatározva. A helyes periódusokhoz az összes fotometriai adat figyelembevétele vezetett.

Az első felhangban pulzáló cefeidák esetében a táblázatban szereplő érték a tényleges pulzációs periódus, Berdnikov katalógusával ellentétben nincs átszámolva az alaplómódusnak megfelelő periódusra. Ez egyébként a Sziládi és mksai. (2007) által publikált képlettel könnyedén megtehető:

$$P_1/P_0 = -0,0143 \log P_0 - 0,0265[\text{Fe}/\text{H}] + 0,7101, \quad (2.1)$$

számításba véve a periódusarány galaktikus kétmódusú cefeidák alapján meghatározott fémtartalomfüggését. Ahogy a 2.1 egyenlet is mutatja, a kémiai összetételnek jelentős hatása van a cefeidák egyes jellemzőire.

2.2.2. A pulzációs amplitúdók

Több esetben is jelentős eltérések vannak az egyes csillagok különböző szerzők által megadott fotometriai amplitúdójában. Például az AX Aur B sávbeli amplitúdója a DDO adatbázisban 1,56 mag, ezzel szemben a Berdnikov és munkatársai által közölt érték 0,85 mag. Hogy kiszűrjem ezeket az ellentmondó és/vagy hibás értékeket, az összes csillagra az eredeti méréseket felhasználva (Berdnikov 2008) újra meghatároztam a fotometriai amplitúdókat. Ha Berdnikov és munkatársai nem észlelték az adott csillagot, vagy ha az adott fénygörbe fázislefedettsége nem tette lehetővé az amplitúdó megfelelő pontosságú meghatározását (főleg U , R és I sávokban), a táblázatot kiegészítettem mások méréseivel (Coulson és Caldwell 1985, Gieren 1981, 1985 és Moffett és Barnes 1984). Szintén bekerültek a táblázatba a Szabados (1997) által publikált adatok is. Ezek két tizedesjegyre megadva szerepelnek.

A radiális sebesség-amplitúdók nagy része a DDO adatbázisból került át. Viszont ahol volt frissebb észlelés (Barnes és mkt.sai. 2005, Bersier 2002, Gorynya és mkt.sai. 1996, Imbert 1999, Kienzle és mkt.sai. 1999, Kiss 1998, Petterson és mkt.sai. 2005 és Derekas, személyes közlés), ott azok alapján új amplitúdókat határoztam meg. Manapság a radiális sebességek 0,1-0,2 km/s pontossággal rutinszerűen meghatározhatók. Ez a pontosság egy nagyságrenddel jobb a néhány évtizeddel ezelőtti elérhetőnél. Ezért az '50-es és '60-as évek méréseit nem vettük figyelembe az amplitúdók meghatározásakor, ha volt újabb adat az adott csillagról.

Az amplitúdókat a fázisgörbe Fourier-sorfejtésével kaptuk. Ehhez a MuFrAn programcsomagot (Kolláth 1990) használtuk. A csillagok észlelt fénygörbéje leírható szinuszos, vagy koszinuszos tagok összegeként, melynek frekvenciái megfelelnek a pulzációs periódusnak és felhangjainak. Egy monoperiodikus pulzáló változócsillag esetén a csillag pillanatnyi fényessége a következő kifejezéssel írható le:

$$m(t) = A_0 + \sum_{i=1}^n A_i \sin[i\omega(t - t_0) + \phi_i], \quad (2.2)$$

ahol t az idő egy tetszőleges t_0 időponttól számolva, az A_i és ϕ_i együtthatók az egyes Fourier-tagokhoz tartozó amplitúdók és fázisok, valamint $\omega = 2\pi/P$, ahol P az észlelt pulzációs periódus.

A leggyakrabban használt paramétereket Simon és Lee (1981) definiálta. Az

ő jelölésüket követve, az $R_{ij} = A_i/A_j$ amplitúdóarányok és a $\phi_{ij} = j\phi_i - i\phi_j$ fáziskülönbségek viselkedését jellemzik. A nem túl komplikált fénygörbék esetében elegendő az első 3-5 tagot figyelembe venni ahhoz, hogy megfelelő pontossággal leírassuk a fényváltozásokat.

Hogy minél homogénebb adatokat kapjak, ahol lehetett, azonos számú tagot vettem figyelembe a fotometrikus és a rádiálissebesség-görbék esetében. Legtöbb esetben ez 5 tagot jelentett (az alapl módushoz tartozó periódus és az első 4 harmonikus), a bonyolultabb fénygörbék (éles csúcs a maximum környékén, vagy a Hertzsprung-progresszió okozta komplikált fénygörbealak) esetében további két harmonikust is figyelembe vettünk (összesen 7-et). Az esetleges szisztematikus eltérések kiszűrése érdekében megnéztem, hogy mennyiben kapok más eredményt, ha ugyanarra a fénygörbére különböző számú koefficienset határozok meg. A fázisban jól lefedett fénygörbék esetében az 5 és a 7 harmonikust figyelembe vevő illesztés alapján meghatározott amplitúdók közötti eltérés elhanyagolható.

Az illesztés pontossága mindemellett igen érzékeny a pontos periódusértékre. Kis eltérések is nagy hibákat okozhatnak. Egyes cefeidák (főleg a hosszú periódusúak) esetében jelentős periódusváltozások lehetségesek. Ezért fordítottam olyan nagy figyelmet arra, hogy az észlelések idején érvényes periódusértéket használjam. A helyes periódusok (frekvenciák) szintén a Fourier-analízis során lettek meghatározva, vagy néhány esetben (T Mon, SV Mon, UY Mon, RS Pup és EV Sct) eddig még nem publikált O-C diagramok alapján.

A Fourier-felbontás egyes esetekben irreális eredményt adott a kevés, vagy nem egyenletes fázislefedést biztosító mérések miatt. Ezekben a kivételes esetekben az amplitúdókat a fázisgörbe alapján becsültem. Megvizsgáltam, hogy ez mekkora hibát okoz. Néhány csillag esetén meghatároztam az amplitúdókat a Fourier-sorfejtéssel és kézzel is. Az eltérés egyik esetben sem haladta meg a 0,02 magnitúdót. Ez nagyjából azonos a mért pontok fényességének pontosságával.

Az A. Függelék táblázatában a Kron–Cousins-féle fotometriai rendszer R és I sávjában szerepelnek az adatok, mivel manapság ez sokkal elterjedtebb a Johnson-féle R és I helyett. Persze sok csillag esetében Johnson-rendszerbeli adatok érhetőek el, ezeknél a csillagoknál át számoltam a Johnson-féle R_J és I_J amplitúdókat a Kron–

Cousins-féle R_C és I_C amplitúdókra azon csillagok alapján, melyekről mindkét fotometriai rendszerben elegendő mérési adat állt rendelkezésre. A következő transzformációs képletek adódtak R -ben 93, I -ben pedig 91 csillag alapján:

$$A_{R_C} = 1,157(\pm 0,008) \times A_{R_J} \quad (2.3)$$

$$A_{I_C} = 1,175(\pm 0,012) \times A_{I_J}, \quad (2.4)$$

ahol A_{R_C} és A_{I_C} a Kron–Cousins-rendszerbeli, az A_{R_J} és A_{I_J} pedig a Johnson-rendszerbeli amplitúdók.

2.2.3. A [Fe/H] egységes rendszerbe transzformálása

Mivel dolgozatomban fő célja a cefeidák egyes tulajdonságai fémtartalomfüggésének meghatározása, ezért összegyűjtöttem az egyes csillagok spektroszkópiai módszerekkel meghatározott [Fe/H] értékét. Az asztrofizikában szokásos jelöléssel:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}, \quad (2.5)$$

azaz a vas és a hidrogén gyakoriságának aránya a Naphoz viszonyítva logaritmikus skálán. A [Fe/H] adatok forrásai a következők: Giridhar (1983), Fry és Carney (1997), Groenewegen és mksai. (2004), Andrievsky és mksai. (2002a; 2002b; 2002c), Luck és mksai. (2003), Andrievsky és mksai. (2004; 2005), Kovtyukh és mksai. (2005a, 2005b), Romaniello és mksai. (2005), Mottini (2006), Yong és mksai. (2006) és Lemasle és mksai. (2007). Eggen (1985) adatai nem kerültek bele a táblázatba, mivel az ő [Fe/H] adatai fotometriai színindexek alapján lettek meghatározva, nem pedig spektroszkópiai úton.

Az utóbbi években jelentősen megnőtt az érdeklődés a cefeidák spektroszkópiai észlelése iránt. Ennek köszönhetően jelenleg nagyjából 200 galaktikus cefeidáról áll rendelkezésre spektroszkópiai [Fe/H] érték. Ezek közül 186 szerepel a táblázatban. A többi II. típusú cefeidákhoz tartozik.

Az eredeti [Fe/H] adatok meglehetősen inhomogének. Egyrészt az egyes szerzők kissé eltérő módszereket alkalmaztak a fémtartalom meghatározásánál, másrészt a Nap kémiai összetételére is különböző értékeket fogadtak el. A különböző napösszetételre egy egyszerű eltolással lehet korrigálni. Mi a Grevesse és mksai. (2007) által publikált legújabb értéket fogadtuk el. Ez $\log[n(\text{Fe})] = 7,45$ olyan skálán, ahol

$\log[n(\text{H})] = 12$, azaz 10^{12} db hidrogénatomra jut $10^{7,45}$ db vasatom. A legtöbb fémtartalom-adat Andrievsky és munkatársainak cikkeiből származik. Ők a Napra vonatkozó korábbi kémiai összetételt használták ($\log[n(\text{Fe})] = 7,5$, Grevesse és mkt-sai. 1996), így az δ $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékeiket $+0,05$ -dal kellett korrigálni. A többiek $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékeit pedig áttranszformáltuk az Andrievsky és munkatársai által használt skálára a közös csillagok alapján. Ezzel valamelyest ki lehetett küszöbölni a különböző fémtartalom-meghatározási módszerekből adódó szisztematikus eltéréseket. Fry és Carney (1997), Lemasle és mkt-sai. (2007), Mottini (2006) és Romaniello és mkt-sai. (2005) adataihoz tartozó transzformációs képleteket mi határoztuk meg, míg a Yong és mkt-sai. (2006) adataira vonatkozó képletet Luck és mkt-sai. (2006) publikációjából vettem át. Az egyenletek a következők:

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Andr.}} = 0,831(\pm 0,233) \times [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Fry}} + 0,053(\pm 0,032) \quad (2.6)$$

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Andr.}} = 0,838(\pm 0,196) \times [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Lemasle}} + 0,050(\pm 0,030) \quad (2.7)$$

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Andr.}} = 0,627(\pm 0,132) \times [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Mottini}} + 0,013(\pm 0,014) \quad (2.8)$$

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Andr.}} = 1,254(\pm 0,291) \times [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Romaniello}} + 0,076(\pm 0,039) \quad (2.9)$$

$$[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Andr.}} = 0,965(\pm 0,106) \times [\text{Fe}/\text{H}]_{\text{Yong}} + 0,175(\pm 0,130) \quad (2.10)$$

Giridhar (1983) fémtartalom-adatait nem lehetett így átszámítani, mivel nem volt megfelelő számú közös csillag. Ezek az átszámított értékek csak akkor kerültek bele a táblázatba, ha az adott csillagról Andrievsky és munkatársai nem publikáltak $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéket, ezzel is próbáltuk a lehető leghomogénebbnek megtartani az adatahalmazt. Abban az esetben, ha egy csillagról több adatot is publikáltak, a legújabb került bele a katalógusba.

2.2.4. Pulzációs módus

Habár a pulzációs módus az egyik legalapvetőbb tulajdonsága a pulzáló csillagoknak, a mai napig nincs megbízható módszer a módus meghatározására, legalábbis a galaktikus cefeidák esetében. Az egyes csillagokra vonatkozóan gyakran egymásnak ellentmondó eredmények találhatók az irodalomban.

A pulzációs módus azonosítása elengedhetetlen, ha az adott csillagot a P-L reláció kalibrálásához akarjuk használni, vagy ha meg szeretnénk határozni a luminozitását és a távolságát. A Magellán-felhők cefeidái tisztán mutatják, hogy az egyes módusok esetén külön-külön P-L reláció érvényes (lásd pl. Udalski és mksai. 1999b). Az első felhangban pulzáló cefeidák fényesebbek az alpmódusban rezgőkhöz képest, a második felhangban pulzálók pedig még fényesebbek.

Az egymódusú cefeidák fenomenológiailag két fő csoportba sorolhatók. Legtöbbjük nagy amplitúdóval pulzál (nagyobb, mint 0,5 magnitúdó a Johnson féle V sávban) és a fénygörbéjük aszimmetrikus. A másik csoport olyan cefeidákat tartalmaz, amelyek fénygörbéjének kisebb az amplitúdója (kisebb, mint 0,5 mag a V sávban), valamint szinuszos alakú. Ezen második csoport tagjait gyakran *s*-cefeidáknak hívják az angol sinusoidal, symmetric és small amplitude kezdőbetűje alapján.

A radiálisan pulzáló csillagok egy másik csoportja, az RR Lyrae típusú csillagok esetében a pulzációs módus meghatározható a fénygörbe alakja és a fényváltozás amplitúdója alapján. Az R Rab altípusba tartozó csillagok (aszimmetrikus fénygörbe és nagy amplitúdó) alpmódusban pulzálnak, míg az RRc típusúak (szinuszos fénygörbe és kis amplitúdó) első felhangú pulzátorok (Castellani és mksai. 2003), továbbá a periódusuk is eltér.

Az LMC cefeidáin végzett vizsgálatok során Connolly (1980) felvetette, hogy a kis amplitúdójú és szinuszos fénygörbéjű csillagok első felhangban pulzálhatnak. Később ez a nézet általánosan elfogadottá vált, és ennek mintájára az is, hogy a Tejútrendszer *s*-cefeidái is első felhangban pulzálnak, míg azok a cefeidák, melyek a Hertzsprung-progressziót követik, alpmódusban. A General Catalogue of Variable Stars szerkesztői (Kholopov 1985) nem tesznek ilyen határozott kijelentést, azt említik meg, hogy a DCEPS csillagok (az *s*-cefeidák GCVS-beli elnevezése) valószínűleg első felhangban pulzálnak és/vagy fejlődésük során először haladnak át az instabilitási sávon, miután elfejlődtek a fősorozatról.

Mindemellett Szabó és munkatársai (2007) által végzett nemlineáris pulzációs modellszámítások szerint az instabilitási sáv mindkét szélénél nagyon kis amplitúdójú cefeidák lehetnek. A 10 napnál hosszabb periódusú, alpmódusú cefeidák az instabilitási sáv mindkét szélénél kis amplitúdóval pulzálnak, míg a rövid periódusú-

ak első felhangúakká válnak a sáv kék szélénél.

Manapság a módust leggyakrabban a fénygörbe Fourier-felbontása alapján határozzák meg. Antonello és munkatársai (1990) átfogó vizsgálatai azt mutatták, hogy két kritérium alapján is szét lehet választani a csillagokat. Egyrészt az R_{21} értékét a pulzációs periódus függvényében az s-cefeidák lejjebb helyezkednek el ($R_{21} < 0,2$), mint a normális amplitúdójú cefeidák, másrészt a ϕ_{31} értékét a periódus függvényében ábrázolva a normál cefeidák felett csoportosulnak ($\phi_{31} > 3,0$). Mindez jól látható a 2.2. ábrán.

A fénygörbék jellemzésére ezt a módszert először Schaltenbrand és Tammann (1971) alkalmazták, majd Simon és Lee (1981) dolgozták ki a módszer részleteit. A lényege, hogy a fénygörbék mért pontjait Fourier-sorba fejtve matematikai függvényekkel leírva visszakaphatjuk azokat, így matematikai módszerekkel részletesen is vizsgálhatóak. A legelterjedtebb alakja a sorfejtésnek a következő:

$$m(t) = A_0 + \sum_{i=1}^N A_i \sin[i\omega(t - t_0) + \phi_i], \quad (2.11)$$

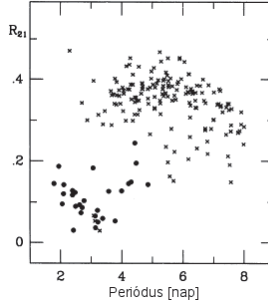
ahol $m(t)$ a csillag fényessége adott időpontban, $\omega = 2\pi/P$, ahol P a pulzációs periódus, T_0 egy tetszőlegesen kiválasztott epocha, A_i és ϕ_i pedig az amplitúdókra és fázisokra vonatkozó Fourier-együtthatók. Ezen együtthatókból származtathatók a következő dimenziótlan és nullponttól független amplitúdóarányok és fáziskülönbségek:

$$R_{k1} = A_k/A_1 \quad (2.12)$$

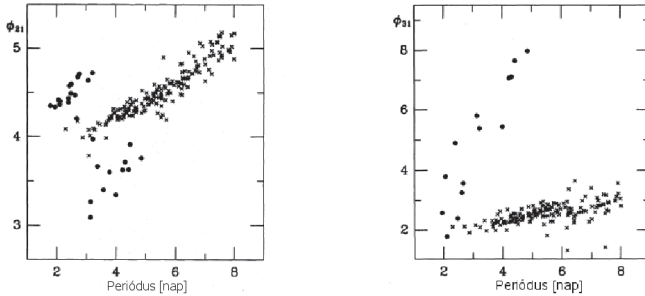
$$\phi_{k1} = \phi_k - k\phi_1, \quad (2.13)$$

Az R_{k1} a k -adik Fourier-tag relatív erősségét mutatja az alap oszcillációhoz képest, míg a ϕ_{k1} az első és a k -adik komponens fáziskülönbségét írja le. Ez a fáziskülönbség úgy lett definiálva, hogy független legyen a fázisszámítás során megválasztott nullponttól. Ezeket az R_{k1} és ϕ_{k1} paramétereket szinte minden változócsillag-típus esetében használják a fénygörbe alakjának leírásánál. Pulzáló csillagok, így a cefeidák esetében is leginkább a periódustól való függésüket szokták vizsgálni. Segítségükkel például nagy biztonsággal szétválogathatók a különböző módusban pulzáló csillagok. Mivel ezzel korábban már sokan foglalkoztak, így én a dolgozatomban

nem vizsgálom ezt a katalógus adatai alapján, csak két áttekintő ábrán mutatom be eddigi ismereteinket (2.1. és 2.2. ábra).



2.1. ábra. Az R_{21} periódusfüggése. A körök az első felhangban pulzáló csillagokat jelölik, az x-ek pedig az alpmódusúkat.



2.2. ábra. A ϕ_{21} és ϕ_{31} periódusfüggése. A jelölések megegyeznek az előző ábráéval.

Leghasznosabbnak az R_{21} amplitúdóarány, valamint a ϕ_{21} és ϕ_{31} fáziskülönbségek bizonyultak. Mint az a 2.2. ábrán is látható, két különálló csoportra oszthatók a csillagok. Kiderült, hogy az egyes csoportok az egyes pulzációs módusoknak, az alpmódusnak és az első felhangnak feleltethetők meg. Az, hogy ez a módszer ilyen jól használható a pulzációs módus megállapítására, annak köszönhető, hogy az első felhangban pulzáló cefeidák fénygörbéje közel szinuszos (innen a másik elnevezésük,

az s -cefeidák, azaz sinusoidal), azaz szinte csak az első Fourier-tag gerjesztett. Ennek következtében az R_{21} igen kicsi.

A $\phi_{21}-P$ ábrán szintén különválnak az s -cefeidák. Egy Z alakot formálnak, amely keresztezi az alaplómódusú cefeidák sávját. Emiatt a keresztezés miatt a 2 - 4 napos pulzációs periódusú csillagokról ezen paraméter alapján nem lehet egyértelműen megállapítani a pulzációs módus szerinti hovatartozást, ezen régió kivételével viszont nagy biztonsággal besorolhatók az egyes csillagok. Viszont a ϕ_{31} és R_{31} értékek alapján ezek a csillagok is elkülöníthetők.

A Z alak az első és a negyedik felhang pulzációs periódusának 2:1 arányú rezonanciájának köszönhető ($P_4/P_1 \approx 0,5$), mely $P_1 \approx 3,2$ nap környékén található (Antonello és mksai. 1990).

Hasonló rezonancia következménye a már korábban említett Hertzsprung-progesszió is, ahol $P_2/P_1 \approx 0,5$. Ez a rezonancia 10 nap környékén hoz létre Z alakot a $\phi_{21}-P$ ábrán az alaplómódusban pulzáló cefeidák esetében.

A táblázatban szereplő módusok döntő többségénél Groenewegen és Oudmaijer (2000) adatait vettük át mint a galaktikus cefeidák pulzációs módusára vonatkozó legnagyobb és leghomogénebb listát.

3. fejezet

Cefeidák amplitúdói

3.1. Amplitúdók mint diagnosztikai eszközök

A cefeidák fényváltozásának egyik jellemző mérőszáma a pulzáció során végbemenő fényességváltozás amplitúdója. Az észlelhető amplitúdóját több tényező is befolyásolja: az effektív hőmérséklet (összefüggésben a csillag instabilitási sávon belüli elhelyezkedésével), a légkör kémiai összetétele (a pulzáció energiamérlegére kifejtett hatásán keresztül) és az esetleges kísérő(k). Ez utóbbi eset fizikai hatást nem von maga után (bár nem-radiális módusok gerjesztését nem lehet kizárni), hatásuk csak az észlelt amplitúdó csökkenésében jelentkezik.

A hőmérséklettől való függéssel, így a csillagok instabilitási sávon belüli elhelyezkedésével ebben a dolgozatban nem foglalkozom, mivel ehhez szükség van az egyes csillagok csillagközi anyag okozta pontos vörösödéseire, ami túlmutat dolgozatom témáján. A csillaglégkör kémiai összetételének hatásával a következő fejezetben foglalkozom. Most elsősorban az amplitúdók periódusfüggéséről és egymás közötti összefüggéseiről lesz szó.

Mivel egy fizikai kísérő, vagy a cefeida irányába eső másik csillag befolyásolja a mérhető amplitúdókat, az ismert kettősöket ki kell hagyni a mintából a pulzációs viselkedés vizsgálatakor. Hatásuk ugyanis nem elhanyagolható, ha a valódi amplitúdókra van szükségünk, főleg, hogy a galaktikus cefeidák több mint 50%-a tartozik kettős, vagy többes rendszerhez (Szabados 2003).

Köszönhetően a fotometriai észlelések viszonylag egyszerű technikai követelmé-

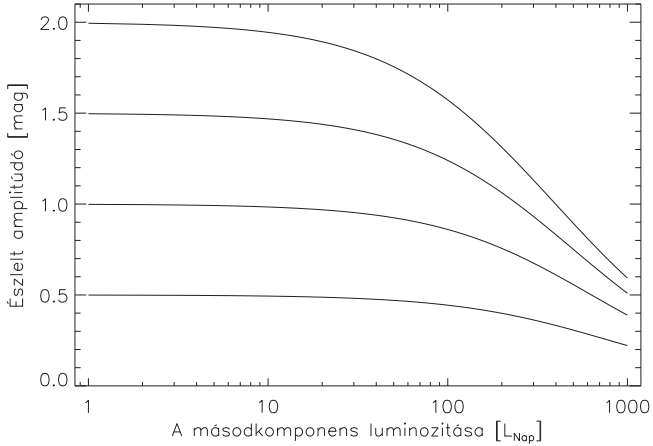
nyeinek (kiseb és olcsóbb műszerek), nagyon sok fotometriai mérés áll rendelkezésre. Ennek köszönhetően számos fotometriai módszert dolgoztak ki a kettősség kimutatására. Sajnos a különféle fotometriai módszerek egyike sem működik hibátlanul. Ezek általában abból a kezdeti feltevésből indulnak ki, hogy határozott összefüggés van a cefeidák egyes fotometriailag meghatározható paraméterei között, mely összefüggést a kísérő módosítja. Ez a közelítés azonban hibás eredményekhez vezethet az egyedi esetekben. Ilyen például a fotometriai amplitúdók periódusfüggése, ahol egy széles tartományon belül bármilyen értékek előfordulhatnak, így a kis amplitúdó nem feltétlenül jelenti egy másik csillag jelenlétét. Továbbá a fotometriai adatok alapján kimutatott kísérő nincs feltétlenül fizikai kapcsolatban a cefeidával, lehet, hogy csak optikai kettőst alkotnak, azaz csak azonos irányban látszanak az égbolton. Biztosan csak akkor tudjuk megállapítani a fizikai kettősséget, ha az kimutatható vagy a radiális sebesség változásából, vagy asztrometriai mérésekből.

A 3.1 ábra azt mutatja, hogy mennyivel változtatja meg egy változócsillag fotometriai amplitúdóját egy adott luminozitású kísérő csillag. A vízszintes tengelyen a kísérő csillag luminozitása látható L_{\odot} egységekben, a függőleges tengelyen pedig az észlelhető amplitúdó. A változócsillag luminozitása maximumban $1000L_{\odot}$. Az egyes görbék a 2,0; 1,5; 1,0 és 0,5 magnitúdó eredeti amplitúdóhoz tartoznak. Jelen esetben a cefeida fényességét maximumban $1000L_{\odot}$ -nak vettem.

Az s-cefeidák jelenléte a rövid periódusú cefeidák között csak tovább bonyolítja a helyzetet. Általánosan elfogadott, hogy az s-cefeidák első felhangban pulzálnak (Mantegazza és Poretti 1992 és hivatkozásai a cikkben), amikre más periódus-fényesség reláció érvényes. Azonban a Magellán-felhők cefeidái, amelyek pulzációs módusa egyértelműen meghatározható a szín-fényesség diagram alapján, egyértelműen azt mutatják, hogy éppúgy léteznek alaplódosban pulzáló s-cefeidák, mint nagy amplitúdójú első felhangúak (Udalski és munkatársai 1999a, 1999b).

3.2. Periódus – amplitúdó relációk

A periódus–amplitúdó (P–A) reláció kivételes a cefeidákra vonatkozó egyéb összefüggések között. Míg a többi összefüggés ($\log P$ függvényében) többé-kevésbé lineáris,



3.1. ábra. Egy kísérő csillag hatása a fényváltozás amplitúdójára

addig az egyes cefeidák amplitúdója nem fejezhető ki egyszerűen csak a periódus segítségével. Még a tartomány is, amelyen belül lehetnek az amplitúdók, a periódus komplikált függvénye. Ez is közrejátszik abban, hogy a cefeidák pulzációjának modellezése során még nem sikerült visszakapni ezt az összefüggést. Biztató eredmények születtek viszont a legutóbbi időkben, ilyen például a Szabó és munkatársai (2007) által publikált modell, amely a P–A reláció néhány lényeges tulajdonságát sikerrel reprodukálta.

3.2.1. Korábbi P–A relációk

A fénygörbék és rádiósebesség-görbék Fourier-felbontásának folyamatosan növekvő népszerűségével párhuzamosan a teljes pulzációs amplitúdó vizsgálata szinte teljesen abbamaradt. Az 1960-as és '70-es években néhány fontos tényrt feltártak a P–A relációval kapcsolatban, főképp a fotometriai amplitúdók periódusfüggésének alakját.

Az első, fotoelektromos fotometriai méréseken alapuló periódus-amplitúdó diagramot Arp és Kraft (1961) publikálta. Vizsgálatuk során 61 cefeida adatait használták, és egy egyenesekből álló felső burkolót is illesztettek a pontokra. Továbbá megemlítették, hogy ez a burkoló meglehetősen különbözik az SMC cefeidáinak amplitúdóira illeszthető burkolótól.

Átfogó tanulmányában Efremov (1968) a következő jelenségeket írta le. A periódusfüggő legnagyobb lehetséges amplitúdónak két maximuma van, $\log P = 0,74$ és $1,4$ körül, míg a maximális amplitúdó lecsökken $\log P = 0,96$ -nál. A hosszú periódusú (azaz $\log P > 0,96$) cefeidák általában nagyobb amplitúdóval pulzálnak, mint a rövid periódusúak, de minden periódusnál egy adott tartományon belülre esnek. A normál amplitúdójú csillagok esetén van egy alsó határ is $A_B = 0,7$ magnitúdónál. Ezekről elkülönül a kis amplitúdójú cefeidák csoportja (legtöbbjük a rövid periódusoknál található), melyek amplitúdója a B sávban $0,4$ és $0,6$ magnitúdó közé esik. Ezen utóbbi csillagokat nevezzük ma s-cefidáknak.

Az utóbbi évtizedekben egyre kisebb amplitúdóval pulzáló s-cefidákat fedeztek fel (V636 Cas, BG Cru, V1334 Cyg, V1726 Cyg, V440 Per, csak a fényesebbeket említve), tehát a $0,4$ magnitúdós alsó határ csak kiválasztási effektusnak köszönhető, a kis fényváltozásokat nehezebb észrevenni. A legújabb vizsgálatok során extrém kis amplitúdójú cefeidákat fedeztek fel az LMC-ben (Buchler és mksai. 2005), melyek közül néhánynak a fényváltozása nem haladja meg a $0,01$ magnitúdót.

Schaltenbrand és Tammann (1970) Efremovéhoz képest jóval nagyobb adatbázist (261 klasszikus cefeidát) használva szintén megvizsgálta ezt az összefüggést és hasonló eredményre jutott.

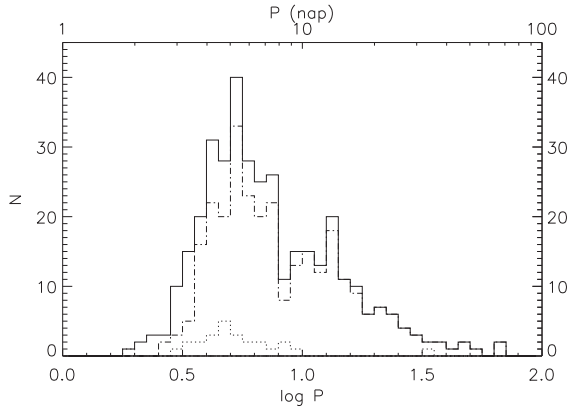
A nagyszámú fotometriai mérésnek köszönhetően a '70-es években lehetőség nyílt a különböző galaxisokra érvényes P–A relációk összehasonlítására. Eichendorf és Reinhardt (1977) a Tejútrendszer és az M31 galaxis cefeidáinak amplitúdóit vetették össze, míg van Genderen (1978) a Magellán-felhőket vizsgálta. Ez utóbbi tanulmányból világosan kiderül, hogy az egyes galaxisok nehézelem-gyakorisága hatással van a P–A diagram felső burkoló görbéjére, azaz közvetlenül az egyes csillagok amplitúdójára.

A P–A grafikon alakját infravörös hullámhosszakon is vizsgálták (Laney és Stobie

1993). Bár nem a teljes amplitúdót, hanem az A_1 Fourier-paramétert vizsgálták, az ábrák hasonló szerkezetet mutattak a J , H és K sávokban is, mint az optikai tartományban.

A radiális sebesség amplitúdói viszont háttérbe szorultak, Joy (1937) munkája óta senki nem foglalkozott a témával. A radiálissebesség-görbék Fourier-paramétereit is csak Kovács és munkatársai (1990) határozták meg.

A P–A reláció azt is megmutatja, hogy mennyire nem egyenletes a cefeidák eloszlása a pulzációs periódus függvényében. Az amplitúdók feltűnő csökkenése $\log P = 0,95$ -nél egybeesik a cefeidák számának csökkenésével a $0,930 < \log P < 0,965$ intervallumban. Hasonló csökkenés látható az M31 cefeidáinál, viszont a Magellán-felhők esetében nem mutatható ki ez a jelenség.



3.2. ábra. Az adatbázisban szereplő cefeidák perióduseloszlása. A pontozott-szaggatott vonal jelöli az alpmódusban pulzálókat, a pontozott a felhangúakat, míg a folytonos vonal a teljes adatbázisra vonatkozik.

A pulzációs periódus eloszlása a jelen katalógus alapján a 3.2. ábrán látható. Egy nyilvánvaló hiányossága a hisztogramnak, hogy a legrövidebb periódusú cefeidák alul-mintavételezettek, mivel a kétmódusú cefeidák nem szerepelnek rajta. Jól látszik viszont az alpmódusú csillagok hiánya $\log P = 0,95$ környékén.

Ezt az eloszlást sem a lineáris pulzációs modellek, sem az evolúciós számítások nem tudják visszaadni, egyedül a nemlineáris pulzációs számítások képesek reprodukálni ezt az észlelt jelenséget. Buchler és munkatársai (1997) azt találták, hogy az alapmódus nem stabil a 8 – 10 napos periódustartományban, ha a fémtartalom $Z = 0,014 - 0,035$ között van. Ezek a csillagok az alapmódus helyett első felhangban pulzálnak $P_1 \approx 0,7P_0$ periódussal, ami relatív többletet eredményez a felhangú cefeidák számában az 5,6 – 7,0 napos periódustartományban. Ez mind a mi galaxisunkat, mind az M31-et érinti. A Magellán-felhők esetében a fémtartalom alacsonyabb, így ott létezhetnek alapmódusú cefeidák a kritikus periódusintervallumban.

Vizont az észlelések azt mutatják, hogy a Tejútrendszerben (és az M31-ben is) léteznek olyan alapmódusú cefeidák, melyek periódusa 8 és 10 nap közé esik. Ezeknek a csillagoknak eszerint vagy sokkal nagyobb, vagy sokkal kisebb a fémtartalmuk a galaxis átlagos értékéhez képest. Ennek vizsgálatával még foglalkozom a 4.3. fejezetben.

A két P–A diagramon a két helyi maximumon kívül a másik szembetűnő jelenség az, hogy egy adott periódus esetén a lehetséges amplitúdók egy széles tartományt foglalnak el mind az alapmódusú, mind az első felhangban pulzáló cefeidák esetén. Ezt több tényező is okozhatja:

- az instabilitási sáv véges szélessége és a cefeida aktuális elhelyezkedése a sávon belül,
- az amplitúdó függése a nehéz elemek és a hélium gyakoriságától a csillagon belül,
- fizikai vagy fotometriai kísérő(k) jelenléte, mely a csillag fényéhez hozzáadott konstans intenzitás miatt mindig csökkenti a fényváltozás észlelhető amplitúdóját.

A fényváltozás amplitúdójának csökkentése mellett a kísérő a cefeida észlelhető színét is megváltoztathatja. Az amplitúdó csökkenése mind a fényességek, mind a hőmérsékletek különbségétől is függ. Ez utóbbi miatt ráadásul az okozott csökkenés a hullámhossz függvénye is.

A radiális sebesség amplitúdóját viszont nem változtatja meg egy esetleges kísérő, mivel a csillagok egymás körüli keringéséből adódó változások szétválaszthatók, köszönhetően az eltérő periódusnak, így ezek a változások levonhatók (persze egyes csillagok esetében lehetnek fel nem fedezett kísérők, ezek viszont megnövelhetik a mért amplitúdót). Emiatt az várható, hogy a radiális sebességekre felrajzolt periódus-amplitúdó diagram kisebb szórást mutat a felső burkoló alatt, mint a periódus-fotometriai amplitúdó diagramok.

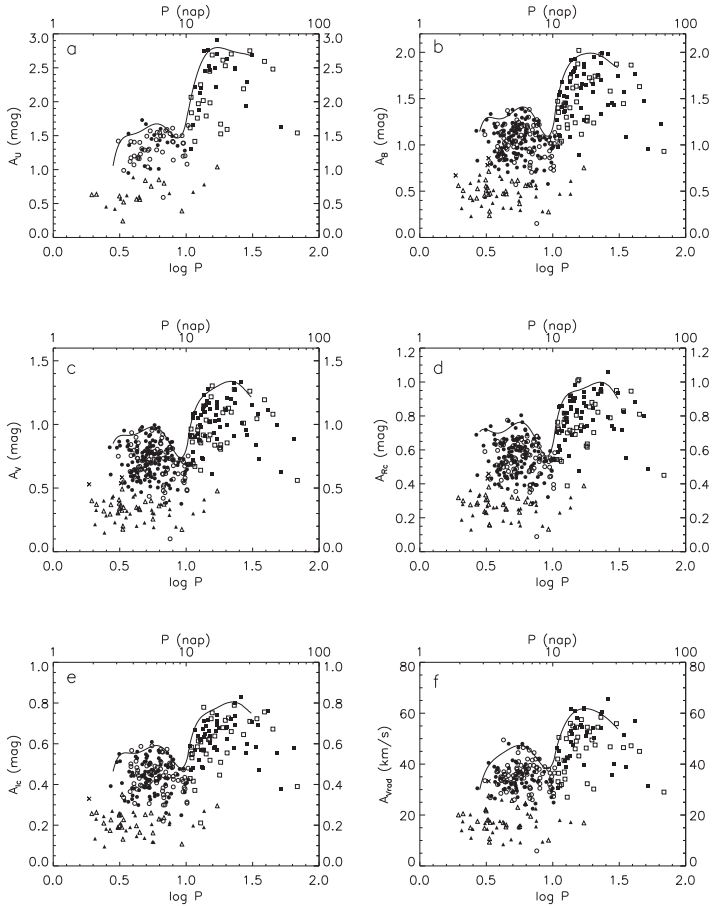
3.2.2. Új P–A relációk

Az elmúlt évtizedek többszín-fotometriai észlelései lehetővé tették a P–A diagram sokkal pontosabb vizsgálatát, mint az a legutóbb publikált esetben (Eichendorf és Reinhardt 1977) lehetséges volt.

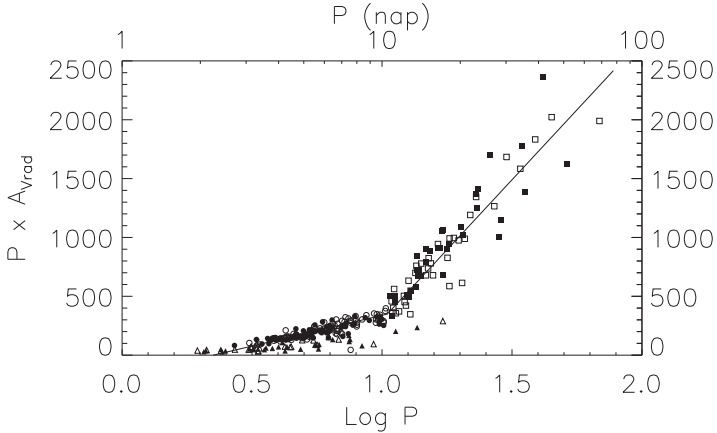
Az egyik ok, amiért új P–A diagramokat rajzoltunk az újonnan összegyűjtött homogén adathalmaz alapján, hogy megvizsgáljuk a fémtartalom hatását a pulzációs amplitúdókra. Egy ilyen effektus részben megmagyarázhatja, miért olyan tág egy adott periódusnál a lehetséges amplitúdók intervalluma. Ezzel szintén a következő fejezetben foglalkozom.

Az új P–A grafikonok az U , B , V , R_C és I_C sávokban, valamint a radiális sebességekre a 3.3. a-f ábrákon láthatók. A különböző szimbólumok jelentése a következő: a körök jelölik az alapmódusban pulzáló rövid periódusú ($\log P < 1,02$) csillagokat, négyzetek a szintén alapmódusban pulzáló, de hosszú periódusúakat ($\log P > 1,02$), a háromszögek az első felhangban pulzáló cefeidákat, az üres jelek jelölik azokat a csillagokat, amelyeknek ismert egy, vagy több kísérőjük, a besatírozott jelek pedig azokat, amelyeknek nincs ismert kísérőjük. Az \times -szel jelölt csillagok esetében bizonytalan a pulzációs módus.

A rövid és hosszú periódusú csillagok közötti határt $\log P = 1,02$ -nek választottuk az Efremov által meghatározott $\log P = 0,96$ (Efremov 1968), valamint a P-L reláció töréspontjánál használt 10 nap (Sandage és mtsai. 2009) helyett. A nagyobb periódushatár választását a 3.4. ábra támasztja alá. Ezen a pulzációs periódus és a radiális sebesség amplitúdójának szorzatát ábrázoltam a pulzációs periódus logaritmusának függvényében. Ennek a szorzatnak ugyan nincs közvetlen fizikai jelentése,



3.3. ábra. Az új P–A diagramok. Az a-e ábrák az U , B , V , R_C és I_C amplitúdókat, az f ábra a radiális sebességek amplitúdóit ábrázolja. A körök az alpmódusú cefeidákat jelölik, a háromszögek az első felhangúakat, az üres jelek az ismert kettősöket, míg a satírozott szimbólumok esetében nincs ismert kísérő. Az \times jelűek pulzációs módusa kérdéses.



3.4. ábra. A rövid és hosszú periódusú cefeidák eltérő viselkedése. A szimbólumok jelentése megegyezik a 3.3. ábra jelölésével. Az illesztett egyenesek $\log P = 1,02$ -nél metszik egymást. Az s-cefeidák nincsenek figyelembe véve az illesztéseknél.

de a dimenzióját tekintve a csillag sugarának a pulzációs ciklus során bekövetkező változásával van kapcsolatban. A rövid és hosszú periódusú (valamint a felhangban pulzáló) csillagok eltérő viselkedése egyértelmű. Az alapmódusú csillagokra illesztett két egyenes $\log P = 1,02$ -nél metszi egymást, így ezt fogadtuk el a két csoportot elválasztó határnak.

Az ábrákon is látható felső burkolók meghatározásánál Eichendorf és Reinhardt (1977) statisztikai jellegű módszerét vettük alapul. Ők úgy osztották fel a $\log P$ tartományt, hogy mindegyik intervallumba azonos számú csillag essen. Ezután minden kis intervallumon belül meghatároztak egy felső burkoló pontot, majd ezekre a pontokra illesztettek egy görbét.

Mi kissé eltérő módon jártunk el. A $\log P$ tartományt egyenlő, 0,05 széles intervallumokra osztottuk. Így ugyan nem esnek mindegyik cellába egyenlő valószínűséggel a csillagok, viszont ennek hatása kiküszöbölhető azzal, ha a felső burkoló pontokat súlyozzuk annak megfelelően, hogy hány csillag található az adott intervallumban.

3.1. táblázat. A felső burkoló görbe együttartói (a hibák az együttartók alatt láthatók zárójelben).

	c_0	c_1	c_2	c_3	c_4	c_5	$\log P < 1.02$						$\log P > 1.02$						
U	-127 (76)	936 (526)	-2712 (1440)	3883 (1942)	-2742 (1291)	764 (339)	242 (1538)	-1210 (6254)	2267 (10111)	-2024 (8133)	874 (3251)	-147 (518)							
B	-95 (26)	727 (190)	-2151 (539)	3129 (752)	-2234 (516)	626 (140)	-980 (2003)	3783 (8384)	-5836 (13983)	4503 (11613)	-1736 (4796)	268 (790)							
V	-47 (12)	365 (91)	-1099 (265)	1629 (379)	-1185 (266)	338 (73)	-885 (1594)	3462 (6657)	-5396 (11073)	4194 (9167)	-1625 (3779)	251 (620)							
R_C	-38 (13)	302 (94)	-929 (273)	1397 (387)	-1028 (269)	296 (74)	-751 (506)	2903 (2051)	-4467 (3309)	3421 (2657)	-1303 (1061)	196 (169)							
I_C	-38 (9)	282 (66)	-822 (188)	1180 (264)	-833 (182)	231 (50)	-580 (506)	2267 (2075)	-3531 (3391)	2742 (2757)	-1060 (1115)	163 (179)							
V_{RAD}	-2074 (2083)	15367 (14664)	-44551 (40690)	64191 (55672)	-45746 (37584)	12855 (10010)	-11217 (41150)	41017 (167648)	-59974 (271723)	44053 (219110)	-16236 (87922)	2397 (14035)							

A burkoló pontjait az adott intervallumba eső legnagyobb és az azt követő amplitúdó átlagaként definiáltuk 2:1 súllyal. A burkoló pontjaihoz tartozó periódusnak az adott intervallumba eső csillagok periódusának átlagát vettük logaritmikus skálán.

A burkoló pontjait periódus szerint két csoportra bontottuk szét, és külön-külön illesztettünk rájuk görbét. Az első csoport a rövid periódusúakat ($0,4 < \log P < 1,02$), míg a másik a hosszú periódusúakat ($1,02 < \log P < 1,5$) tartalmazza. Ez a szétválasztás ésszerű, egyrészt a pulzációs amplitúdó $\log P \approx 1,0$ -nél látható csökkenése miatt, másrészt – mint azt a továbbiakban látni fogjuk – több esetben is eltérően viselkednek a hosszú és a rövid periódusú cefeidák. Ezenkívül illeszteni is nehéz egyszerre az összes pontra, épp a hirtelen lecsökkenő amplitúdó miatt, továbbá a 10 napos periódus környékén csökken a cefeidák gyakorisága is. A $\log P < 0,4$ és $\log P > 1,5$ tartományokban olyan kevés csillag található, hogy azok alapján nem lehet megbízhatóan meghatározni a felső burkoló helyzetét.

A felső burkológörbét egy ötödrendű polinom legkisebb négyzetes illesztésével kaptuk:

$$A_{\max} = c_0 + \sum_{i=1}^5 c_i \times (\log P)^i \quad (3.1)$$

A burkolót leíró együtthatók (c_i) a különböző fotometriai sávokban és a radiális sebességekre vonatkozóan a 3.1. táblázatban található. A táblázatban szereplő hibák formális hibák, melyeket az illesztés során kaptam.

A 3.3. ábra mind az 5 fotometriai sávban és a V_{rad} esetében is nagyon hasonló szerkezetet mutat, mind a burkoló alakjában, mind abban, hogy szétválnak a normál és a kis amplitúdójú cefeidák. A legnagyobb lehetséges amplitúdó $\log P = 0,74$ -nál, illetve $\log P = 1,22$ -nél található. Előbbi megegyezik az Efremov (1968) által publikált értékkel, utóbbi viszont jelentősen eltér attól (1,4). Ezt az eltérést lehet, hogy csak a kis minta okozza.

Tisztán látszik az a tendencia, hogy a kettős rendszerhez tartozó cefeidák amplitúdója az alapmódusban pulzálók esetében kisebb, mint a magányos csillagoké, viszont mindez nem látszik az első felhangban pulzálóknál. Ezt az állítást a 3.2. táblázat adatai is alátámasztják, melyben az átlagos amplitúdók szerepelnek módus, kettősség és hullámhossz szerint szétválogatva. Mivel a kísérők nagy része forró,

kék csillag, ezért a fényességkülönbség a cefeida és a kísérője között legtöbbször hullámhosszfüggő: a rövidebb hullámhosszak felé csökken, így az U és B sávokban sokkal nagyobb hatásuk van, mint a színekp vörösebb régióiban. Az alapmódusban pulzáló cefeidák észlelt amplitúdói is igazolják ezt a várt viselkedést: a kettősök átlagos U amplitúdója nagyjából 85%-a a magányos csillagokénak. Ez az arány 0,92 és 0,94 közé esik a többi fotometriai sáv esetén. Ezzel ellentétben a radiális sebességek amplitúdói nem kell, hogy függjenek a kísérőktől, mivel azok hatása kiiktatható. Ennek megfelelően itt a legkisebb az eltérés, mindössze 4%-kal kisebb a kettősök átlagos amplitúdója. Persze figyelembe véve a lehetséges amplitúdók széles tartományát, ezen megállapítások szignifikanciaszintje meglehetősen alacsony.

3.2. táblázat. Átlagos pulzációs amplitúdók

Módus	Alapmódus						Első felhang					
	Magányos			Kettős			Magányos			Kettős		
	A	σ_A	n	A	σ_A	n	A	σ_A	n	A	σ_A	n
A_U	1,882	0,587	40	1,585	0,476	67	0,631	0,155	8	0,644	0,202	14
A_B	1,193	0,320	175	1,155	0,308	117	0,462	0,120	30	0,500	0,124	25
A_V	0,810	0,205	189	0,772	0,196	120	0,314	0,081	30	0,342	0,078	25
A_R	0,635	0,161	176	0,606	0,155	116	0,257	0,070	28	0,275	0,063	24
A_I	0,507	0,120	141	0,483	0,122	109	0,197	0,051	24	0,221	0,054	23
$A_{V_{RAD}}$	39,56	10,19	101	38,01	8,38	118	15,76	4,07	26	18,24	4,68	24

A felhangban pulzálók esetében viszont a kísérők hatásának hiánya még a széles tartományok ellenére is meglepő. Ezek a cefeidák kevesebben vannak ugyan, mégsem lehet kétségbe vonni azt a tényt, hogy a kettősök nagyobb mérhető amplitúdóval rendelkeznek (nagyjából 10%-kal), mint a magányos csillagok. Ez a jelenség azt sugallja, hogy az első felhangú cefeidák bármilyen amplitúdóval pulzálhatnak (persze a maximális érték alatt), míg az alapmódusúak tipikusan nagyobb amplitúdóval oszcillálnak akkor is, ha fizikai paramétereik alapján nem esnek az instabilitási sáv közepére. Említésre méltó kivétel a V440 Persei, amely extrém alacsony amplitúdója ellenére alapmódusú cefeidának van klasszifikálva (Szabó és mksai. 2007).

Mivel a kettős rendszerekhez tartozó cefeidák radiális sebességének amplitúdói korrigálva vannak a keringési effektusokra, így az lenne várható, hogy az egyes pontok közelebb esnek a felső burkoló görbéhez (3.3. f ábra), mint a fotometriai amplitúdók esetében (3.3. a-e ábra).

Valójában azonban ilyen effektus nem látszik. Ez részben magyarázható a radiális sebesség-adatok nagyobb mérési hibáival (a fotometriai adatokhoz képest), valamint esetleges fel nem fedezett kísérőkkel. Ez utóbbi esetben az észlelt amplitúdó nagyobb, mint amekkorát ténylegesen a pulzáció okoz. Ez a többlet abból adódik, hogy a pulzációs változásokra ráakodik a keringésből adódó periodikus változás is. Ez esetben viszont a radiális sebesség vs. $\log P$ grafikon felső burkolója téves, ugyanis a pulzáció okozta változások kisebbek. Egy másik lehetséges magyarázat a pontok nagy szórására a fémtartalom esetleges hatása a csillagok fotoszférájának pulzációs mozgására. Ennek az effektusnak a vizsgálatával (mely a radiális sebességeknél jelentősebb, mint a fotometriai változások esetében) a 4.6. fejezetben részletesebben is foglalkozom.

3.3. Amplitúdóarányok

3.3.1. A radiális sebesség és a B sávbeli amplitúdó aránya

A pulzációs módusnak elvileg létezik egy egyszerű, észlelési adatokon alapuló indikátora, ez pedig a radiális sebesség és a fényességváltozás amplitúdójának aránya. Hogy miért is alkalmas ez az arány a módus azonosítására, ennek elméleti hátterét Balona és Stobie (1979) fektették le. Lineáris pulzációs modelljük alapján a következő összefüggést kapták:

$$A_{V_{\text{rad}}}/A_V = 4,097R_0/[P(f^2 + 4f \cos \psi + 4)^{1/2}], \quad (3.2)$$

ahol R_0 az átlagos sugár, ψ a fáziskülönbség a maximális fluxus és a maximális sugár bekövetkeztének időpontja között, f pedig a fluxusváltozás és a radiális sebesség változásának aránya. Mivel a két gerjesztett módus periódusának aránya beat cefeidák esetén nagyjából 0,7 (pontosabban: $P_1/P_0 = 0,720 - 0,027 \log P_0$, Alcock és mksai. (1995), vagy a fémtartalmat is figyelembe véve: $P_1/P_0 = 0,7101 - 0,0143 \log P_0 -$

0,0265[Fe/H], Sziládi és mksai. (2007)), ebből az következik, hogy az első felhangban pulzáló cefeidák esetében az amplitúdóarány $1/0,7 = 1,43$ -szor nagyobb az alapmódusú cefeidákhoz képest. Amint látható, a felhangúak esetében előrejelzett nagyobb amplitúdóarány egyszerűen az adott csillag alapmódusához képesti nagyobb pulzációs frekvencia következménye. Az ígéretes lehetőség ellenére a gyakorlatban eddig egyetlen cefeidánál sem használták az amplitúdókat a pulzációs módus meghatározására.

A pulzáló változókra a radiális sebesség és fényváltozás amplitúdóinak arányát alkalmanként vizsgálták ugyan korábban, de ezek a publikációk régen jelentek meg, amikor az észlelési adatok még nem voltak elég pontosak a finom, apró effektusok vizsgálatához. Általános következtetés az volt, hogy az észlelt fotometriai amplitúdó egyenesen arányos a radiális sebességváltozás amplitúdójával.

Mind a lineáris, adiabatikus (Simon és Stothers 1970), mind pedig a nemlineáris, nem-adiabatikus modellek (Castor 1968) azt jósolják, hogy a $A_{V_{\text{rad}}}/A_B$ (továbbiakban q) arányos a csillag sugarával és fordítottan arányos a pulzációs periódussal. A különböző típusú pulzáló csillagok (cefeidák, RR Lyrae típusúak, δ Scuti pulzálók) az észlelések alapján igazolják ezt az előrejelzést.

A radiális sebesség és a fotometriai amplitúdó arányának vizsgálatához a B fotometriai sávot választottuk, mivel ebben a sávban nagyobb a fényváltozás, mint a többi hullámhosszon (az U sávot kivéve, de ebben a sávban sokkal kevesebb az elérhető adat), így a relatív hibák kisebbek. A B amplitúdó a pulzáció során fellépő hőmérséklet-változással van kapcsolatban, míg a radiális sebesség változása a csillag sugarának változását mutatja.

A két radiális módusban pulzáló cefeidák kiváló lehetőséget nyújtanak az egyes módusokra elméletileg előrejelzett q értékek ellenőrzésére. Ahogy korábban már említettem, ez az érték $q_{\text{alap}}/q_{\text{felhang}} = 0,70$ (Balona és Stobie 1979). Megjegyzendő, hogy ez az arány független az egyes arányoknál használt fotometriai sávtól.

Berdnikov (2008) fotometriai és Gorynya és mksai. (1992, 1996) radiálissebesség-méréseit felhasználva a két legtöbbet észlelt kétmódusú cefeida, a TU Cas és az EW Sct esetében ez az arány $q_{\text{alap}}/q_{\text{felhang}} = 0,747 \pm 0,025$. Más kétmódusú cefeida esetében sajnos nincs megfelelő számú radiálissebesség-mérés ahhoz, hogy megfelelő

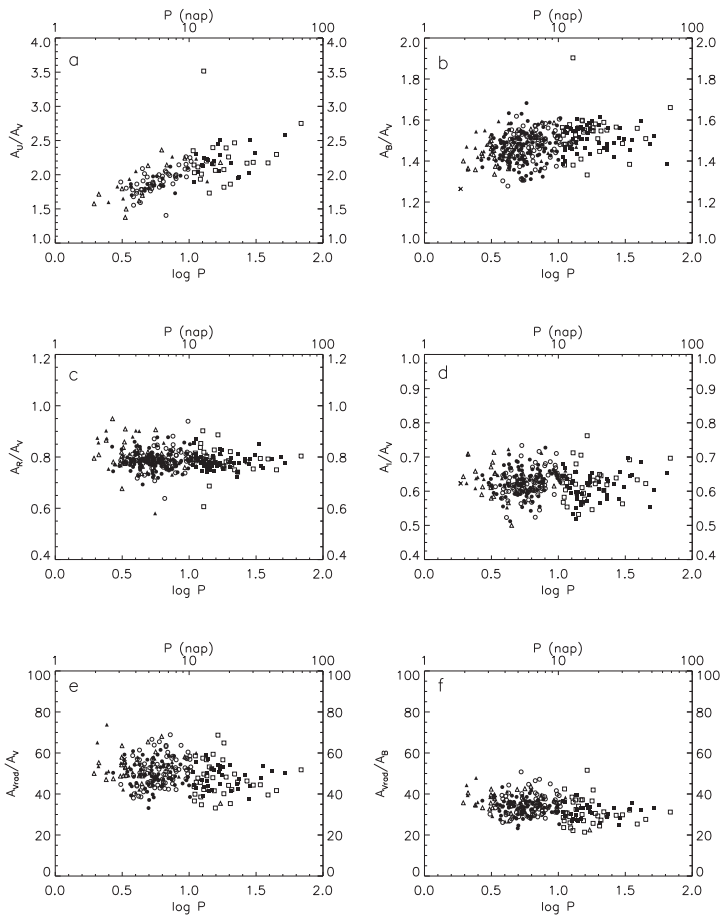
pontosságú illesztést kapjunk a nagyszámú figyelembe veendő harmonikus miatt, így nem lehet meghatározni olyan pontosan az egyes módusok amplitúdóját, mint az egymódusú cefeidák esetében. A Fourier-felbontás során a két módus frekvenciáinak lineáris kombinációit is figyelembe kell venni. A csatolási tagok közül a legjelentősebbek: $f_0 + f_1$, $2f_0 + f_1$, $3f_0 + f_1$ és az $f_0 - f_1$. A további csatolási tagok amplitúdója általában elhanyagolhatóan alacsony.

A Magellán-felhők cefeidái szintén jó célpontok ebből a szempontból, mivel a pulzációs módusuk egyértelműen megállapítható az egymódusú cefeidák esetében is. 29 alpmódusú és 9 első felhangú csillag alapján az $q_{alap}/q_{felhang} = 0,72 \pm 0,17$ érték adódik. Habár az arány teljesen megfelel a vártnak, a szórás sokkal nagyobb, mint az előző esetben. A Magellán-felhők cefeidánál a McMaster Cepheid Photometry and Radial Velocity Archive (Welch 1998) észlelési adatait használtuk.

A q adatok megbízhatósága az alapján a több mint kéttucat cefeida alapján ellenőrizhető, amelyek esetében egymástól független adatsorokból is számolható ez az arány. A két, függetlenül meghatározott érték közötti átlagos eltérés nagyjából 4%. Ez alapján a jól lefedett radiálissebesség- és fénygörbékből számolt q értékek relatív hibája nem haladja meg az 5%-ot, ami átlagosan $\pm 1,7 \text{ km/s/mag}$ -nak felel meg.

Ha egy adott periódushoz tartozik egy megfelelő q érték, akkor feltételezhető, hogy egy kísérő jelenlétében más értéket mérhetünk, ugyanis az észlelt fotometriai amplitúdó kisebb lesz a valódinál, miközben a radiálissebesség-adatokból a kísérő hatása eltüntethető, így itt a pulzáció okozta változást mérhetjük. Vagy egy eddig fel nem fedezett kísérő esetében ennél nagyobbat. Ezek alapján a normálisnál nagyobb q értékek eddig ismeretlen kísérő jelenlétére is utalhatnak.

A 3.5. ábrán különféle amplitúdóarányok periódusfüggése látható, ezek közül a legutolsó, f panel mutatja a q paramétert. A körök az alpmódusú, rövid periódusú cefeidákat jelölik, a négyzetek az alpmódusú, hosszú periódusúakat, a háromszögek az első felhangúakat, míg a satírozott jelek a magányos csillagok, az üresek pedig az ismert kettősök. Látható, hogy az ábra legfelső részén szinte kivétel nélkül csak kettős csillagok találhatók, ami megerősíti azt, hogy a kettősök esetében nagyobb q érték mérhető. Figyelembe véve a magányos cefeidák esetében látható széles inter-



3.5. ábra. Különböző amplitúdók arányai a pulzációs periódus függvényében. Az egyes szimbólumok jelentése ugyanaz, mint a 3.3. ábra esetében. A kettősség hatásáról részletesen írok a szövegben. A két legfelső panel kiugró pontja az SU Cru-cisához tartozik.

vallumot, a nagyobb q érték nem bizonyítja automatikusan a kísérő jelenlétét. Ezt mutatja az átlagos amplitúdóarányokat tartalmazó 3.3 táblázat is, mely szerint a kettős cefeidáknál a q csak kicsit nagyobb a magányos cefeidákéhoz képest.

3.3. táblázat. A $A_{V_{\text{rad}}}/A_B = q$ arány átlagos értékei			
Minta	q	σ	N
Alapmódusú cefeidák (magányos)	32,79	4,01	96
$\log P < 1,02$	33,54	3,95	62
$\log P > 1,02$	31,42	3,79	34
Alapmódusú cefeidák (kettős)	33,66	5,68	115
Első felhangú cefeidák (magányos)	35,23	4,99	26
Első felhangú cefeidák (kettős)	36,58	4,59	24

A felhangban pulzáló cefeidák átfednek az alapmódusúakkal a legrövidebb periódusoknál, viszont a várakozás szerint függőleges irányban el kellene különülniük a 3.5. ábra e és f panelén. Ezzel ellentétben, ha az ismert kettősöket figyelmen kívül hagyjuk az átlagszámolásnál, akkor $q_{\text{alap}}/q_{\text{felhang}} = 0,93 \pm 0,21$ arányt kapunk, ami jelentősen eltér a kétmódusúakra kapott értéktől.

Egy másik tesztel sem sikerült visszakapni a 0,7-es várt értéket. Megkerülve a kettősök okozta problémákat, ha a nem kettős, alapmódusú cefeidák 10 legkisebb q értékét vetjük össze a felhangban pulzáló, nem kettős cefeida 10 legkisebb értékével, akkor azt kapjuk, hogy az alapmódusúaknál (SY Aur, UX Car, SW Cas, U Nor, AS Per, VZ Pup, WZ Pup, RY Vel, RZ Vel, SV Vel) az átlagos q $26,0 \pm 1,4$, míg a felhangúaknál (FZ Car, IT Car, SZ Cas, V636 Cas, AZ Cen, BB Cen, V419 Cen, V1726 Cyg, MY Pup, V335 Pup) ez az érték $30,7 \pm 2,6$, ez $q_{\text{alap}}/q_{\text{felhang}} = 0,85$ arányt jelent. Ezt részben magyarázhatja a q fémtartalomfüggése, de kémiai összetételbeli különbségek sem okozhatnak ilyen nagy változásokat (ezzel részletesebben a 4.6.3. fejezetben foglalkozom). Egy másik lehetséges ok az lehet, hogy esetleg némelyik csillag első felhangú cefeidaként van klasszifikálva (pl. SZ Cas, AZ Cen, BB Cen, V1726 Cyg), miközben lehet, hogy alapmódusban pulzálnak.

A q nagy értéke kísérő jelenlétére utalhat. Ezen kettősségi indikátor szerint az

alapl módusú UZ Cas, VW Cas, BP Cas, CT Cas, AD Cru és V495 Cyg, valamint az első felhangban pulzáló CR Cep minden bizonnyal kettős rendszerhez tartozik. Az UZ Cas és a V495 Cyg esetében további bizonyíték az alacsony A_B/A_V arány, ami forró, kék kísérőre utal (részletesebben a 3.3.2. fejezetben). A VW Cas, CR Cep és a V495 Cyg kettőssége gyanítható a későbbiekben definiálandó (3.4. fejezet) m és/vagy k paraméterek alapján is. Ezen független indikációk alapján az UZ Cas, VW Cas, V495 Cyg és a CR Cep az A. Függelék táblázatában kettősként szerepelnek, és ennek megfelelően az ábrákon is kettősként vannak feltüntetve.

Az első felhangban pulzáló LR Pup esetében a feltűnően magas amplitúdóarány ($q = 47,8$) vagy kísérőt jelez, vagy nem első, hanem második felhangban pulzál a csillag. Egymódusú, második felhangban pulzáló cefeidákat ismerünk az SMC-ben (Udalski és mksai. 1999b), de a mi galaxisunkbeliek beazonosítására nincs egyértelmű módszer.

3.3.2. További amplitúdóarányok

A különféle amplitúdóarányok nem függetlenek a pulzáció periódusától (3.5. ábra). Ez a periódusfüggés egyszerűen leírható egy egyenessel. Az apl módusú cefeidákra a legkisebb négyzetek módszerével illesztett egyenesek együtthatói a 3.4. táblázatban láthatók. Az a és b együtthatók az *Amplitúdóarány* $= a + b \times \log P$ egyenes együtthatói.

Mind a 3.5. ábra, mind pedig a 3.4. táblázat szisztematikus változást mutat az illesztett egyenes meredekségében az észlelési hullámhossz függvényében. A hullámhossz kiterjesztése a közeli-infravörös tartományra szintén alátámasztja ezt a viselkedést. Laney és Stobie (1993, 7. ábra) kimutatták az A_K/A_B arány periódusfüggését, aminek a meredeksége még negatívabb, mint jelen esetben az A_R/A_V és az A_I/A_V meredeksége.

A normalizált amplitúdók periódusfüggését korábban is vizsgálták. Egy sokkal kisebb mintát (mindössze 46 cefeidát) alapul véve Coulson és Caldwell (1989) meghatározták az amplitúdóarányok periódusfüggését a Johnson-féle fotometriai rendszerre. Az eredményeik összefoglalva szintén a 3.4. táblázatban, az alsó három sorban láthatók. Ezen relációk meghatározásakor a két legjobban kilógó cefeidát ki-

3.4. táblázat. Az amplitúdóarányok periódusfüggését leíró lineáris illesztés együtthatói. Csak az alapmódusú cefeidák lettek figyelembe véve az illesztés során. Az utolsó három sor Coulson és Caldwell (1989, [CC89]-vel jelölve) korábbi illesztéseit mutatja.

	a	σ_a	b	σ_b	N	a	σ_a	b	σ_b	N
$a + b \times \log P$	nem kettősök					teljes minta				
A_U/A_V	1,442	0,098	+0,606	0,091	36	1,463	0,080	+0,592	0,078	96
A_B/A_V	1,405	0,017	+0,079	0,019	173	1,405	0,015	+0,087	0,016	290
A_R/A_V	0,787	0,008	−0,004	0,008	174	0,789	0,008	−0,003	0,008	287
A_I/A_V	0,630	0,011	−0,009	0,011	138	0,623	0,010	−0,001	0,010	247
$A_{V_{\text{RAD}}}/A_V$	50,134	2,065	−1,723	2,127	99	52,018	1,668	−2,609	1,739	215
$A_{V_{\text{RAD}}}/A_B$	35,890	1,398	−3,408	1,449	96	36,979	1,203	−3,940	1,254	209
[CC89]										
A_U/A_V						1,61	0,08	+0,41	0,08	46
A_B/A_V						1,45	0,02	+0,09	0,02	46
A_I/A_V						0,62	0,02	−0,01	0,01	46

hagyták a mintából. A KN Cen szokatlan paraméterei megmagyarázhatók egy forró, kék kísérővel, aminek a létezése a színekép ultraibolya tartományában jól látszik (Böhm-Vitense és Proffitt 1985). A másik kilógó csillag az SU Cru, melynek rendhagyó viselkedését egy vörös kísérővel próbálták megmagyarázni (Coulson és Caldwell 1989). Viszont nincs olyan vörös kísérő, amely az észlelt amplitúdóarányokat okozhatja. A 3.5. ábra legfelső két paneljén a nagyon kilógó pont éppen az SU Cru. Továbbá a mintájuk tartalmaz olyan csillagokat, amelyek nem magányosak (U Car, GH Lup, WZ Sgr), de ezekről csak később derült ki, hogy spektroszkópiai kettősök. Ráadásul a GH Lupi első felhangban pulzál.

Emiatt ideje volt újra, sokkal körültekintőbben meghatározni az amplitúdóarányok periódusfüggését. A 3.4. táblázat a Coulson és Caldwell (1989) által is publikált A_U/A_V , A_B/A_V és A_I/A_V arányokon kívül az A_R/A_V és az $A_{V_{\text{RAD}}}/A_V$ arányokat is tartalmazza. Ezen utóbbi amplitúdóarányok eddig még soha nem kerültek pub-

likálásra.

Fontos lenne a cefeidák pulzációjára olyan hidrodinamikai modelleket kifejleszteni, melyek szintén mutatják ezeket az empirikus összefüggéseket. Ezek az elméleti számítások arra is rávilágíthatnának, hogy milyen tényezők kontrollálják a fotometriai és a rádiálssebesség-amplitúdók arányát.

A 3.5. ábra mindegyik paneljének szembetűnő jellegzetessége a pontok nagy szórása. Ezt részben magyarázhatja az eltérő fémtartalom, ezzel a 4.6. fejezetben foglalkozom. Kettős rendszerek esetén a kísérő csillag is befolyásolja a fotometriai amplitúdók arányát. A változás mértéke a két csillag közötti hőmérséklet-különbségtől függ. Ez látszik is, az illesztett egyenestől (3.4. táblázat) legtávolabb eső pontok döntő többsége kettős cefeida. Néhány távol eső pont magányos cefeidaként van jelölve, de valószínűleg ezek is kettősök. Az FM Car, BP Cas, V459 Cyg, V924 Cyg, UY Per és V773 Sgr esetében kék kísérő, míg a CY Car, AY Cen és GI Cyg esetén vörös kísérő sejtethető. Ezeknél a csillagoknál további (főleg spektroszkópiai és ultraibolya sávbeli fotometriai) észlelések szükségesek a kérdés eldöntéséhez.

Az SU Crucis kilógó A_U/A_V és A_B/A_V amplitúdóarányai igen érdekesek. Ekkora eltérés az átlagos értéktől egyetlen másik cefeida esetén sincs, és ez nem magyarázható meg a kettősséggel. Sajnos nem áll rendelkezésre a csillagról spektroszkópiai kémiai összetételmerés eredménye.

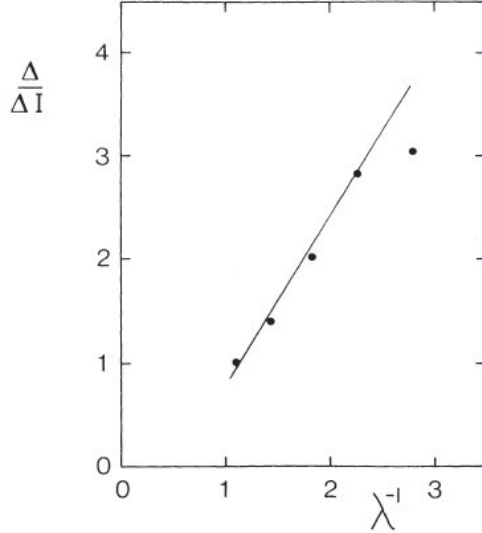
A 3.4. táblázat együtthatói azt mutatják, hogy az A_λ/A_V arány periódusfüggése általános tulajdonsága a cefeidáknak, mivel gyakorlatilag nincs különbség a teljes mintára, illetve külön a magányos csillagokra illesztett egyenes együtthatói között.

3.4. A fotometriai amplitúdó hullámhosszfüggése

Mint korábban már említettem, a cefeidák fotometriai amplitúdója hosszabb hullámhosszak felé csökken. Az eddig használt amplitúdóarányok mellett célszerű bevezetni olyan paramétert, amely magában foglalja mindazt az információt, amit az egyes amplitúdók és arányaik hullámhosszfüggése tartalmaz. Egy ilyen mérőszám érzékeny lenne mind a kék, mind pedig a vörös kísérőkre.

Az amplitúdók hullámhosszfüggését először Fernie (1979) jellemezte. Tőle szár-

mazik az ötlet, hogy célszerű az amplitúdókat az adott sáv effektív hullámhosszának függvényében ábrázolni. Az SU Cygnire vonatkozó szemléltető ábráján (3.6. ábra) látható, hogy az U amplitúdó abnormálisan alacsony, ami ebben az esetben egy forró kísérőre utal. Viszont ezt elhagyva a többi amplitúdó $1/\lambda$ függése közel lineáris.



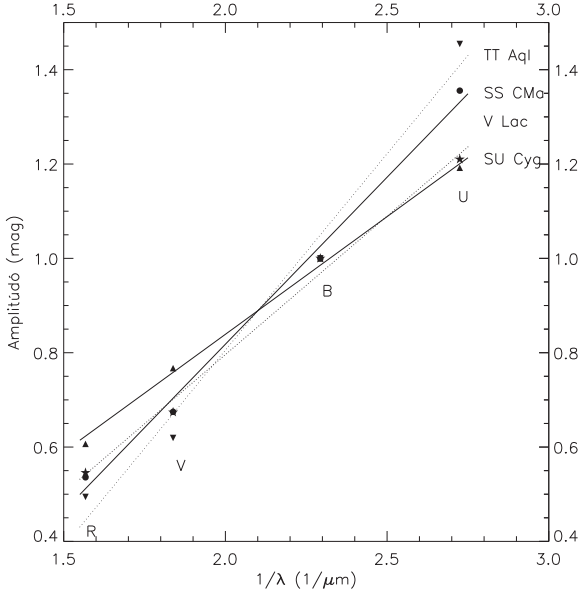
3.6. ábra. Az I sávra normált fotometriai amplitúdók hullámhosszfüggése (forrás: Fernie 1979).

Egy nagy mintán alapuló vizsgálatban Szabados (2000) kimutatta, hogy ha a hullámhossz reciprokának függvényében ábrázoljuk a B sávbelire normált amplitúdókat, akkor azok egy egyenes mentén helyezkednek el, ha az U , B , V és R sávokat vizsgáljuk és a hullámhosszt mikrométerben fejezzük ki. Ez esetben az I amplitúdó lóg ki a többi közül. Ennek az egyenesnek a meredeksége árulkodik egy esetleges kísérő jelenlétéről: ha a meredekség sokkal nagyobb, mint a szokásos érték, akkor feltételezhető egy vörös kísérő, míg egy kék kísérő csökkenti az egyenes meredekségét. Defináltuk az m paramétert, amely az erre a négy pontra illesztett egyenes

meredeksége.

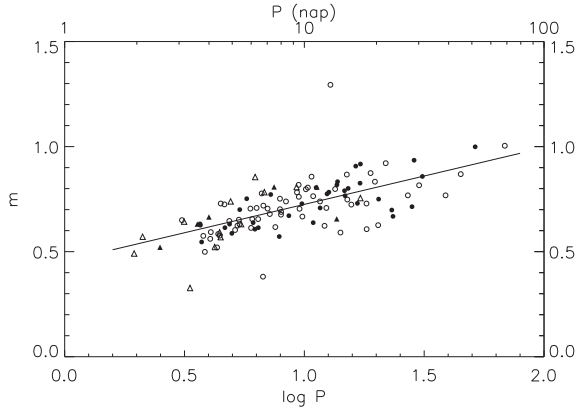
$$A_\lambda/A_B = m \times (1/\lambda) + \text{konstans} \quad (3.3)$$

Ugyanezt a paramétert használtuk egy korábbi publikációban is (Klagyivik és Szabados 2006).



3.7. ábra. A B sávra normált fotometriai amplitúdó függése a hullámhossz reciprokától. Az illesztett egyenesek meredeksége az m paraméter. A két pár mutatja az m paraméter hasznosságát: az SS CMa és az SU Cyg mellett kék kísérő van, míg a TT Aql és a V Lac magányos csillagok, az SS CMa pulzációs periódusa nagyjából megegyezik a TT Aql periódusával, míg az SU Cyg a V Lac-vel alkot párt.

Szemléltetésül a 3.7. ábrán két rövid és két hosszú periódusú cefeida amplitúdóit és az azokra illesztett egyenest ábrázoltam. Két-két cefeida pulzációs periódusa nagyjából egyforma, és mindkét ilyen párban található egy magányos (V Lac és TT Aql) és egy kettőscsillag (SU Cyg és SS CMa). Az ábrán tisztán látszik, hogy



3.8. ábra. A $\log P$ – m diagram. A szimbólumok jelentése megegyezik a 3.3. ábráéval.

egy kék kísérő lecsökkenti az illesztett egyenes meredekségét.

Az m paraméter ezenkívül függ a pulzációs periódustól is, ahogy azt a 3.8. ábra is mutatja. A periódusfüggés a különböző luminozitási értékekhez tartozó instabilitási tartományok hőmérsékletfüggéséből adódik. Ahogy az a 3.8. ábrán jól látható, ez a periódusfüggés univerzális, azaz mind az alapmódusban, mind pedig az első felhangban pulzáló cefeidákra ugyanaz az összefüggés érvényes. A legkisebb négyzetek módszerével illesztett egyenes 127 pont alapján (az SU Cru kihagyásával) a következő:

$$m = 0,282(\pm 0,027) \times \log P + 0,440(\pm 0,027) \quad (3.4)$$

Gyakorlatilag ezzel teljesen megegyező egyenletet kapunk, ha a kettősöket elhagyva csak a magányos cefeidákra illesztjük az egyenest. Ez azt mutatja, hogy az UV tartománybeli spektroszkópai vizsgálatokkal egyértelműen kimutatott (Evans 1992a) forró, kék kísérők mellett hidegebb, vörös csillagokkal is alkotnak kettős rendszereket a cefeidák. Ezek a vörös csillagok a Hertzsprung–Russell-diagram jól ismert szerkezetének köszönhetően halványabbak, mint a magasabb hőmérsékletű kísérők.

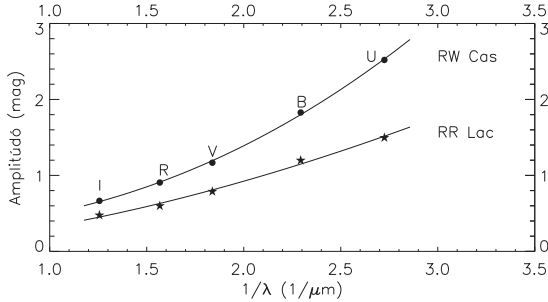
Az illesztett egyenestől legjobban eltérő pontok nagy része ismert kettős rendszer tagja (pl. SU Cyg, V1334 Cyg, LS Pup). Vannak viszont olyan, az egyenestől jelentősen eltérő pontok is, amelyeknek megfelelő cefeidák magányos csillagként sze-

repelnek a katalógusban. A 3.8. ábrán elfoglalt helyük alapján a következő csillagoknak feltételezhetően van kísérőjük: VY Cyg, VZ Pup, RY Vel, SW Vel (kék kísérő), SZ Aql, X Cyg és KQ Sco (vörös kísérő).

Az m paraméter nagy előnye az egyszerűsége. Az viszont hátránya, hogy nem tartalmazza az I amplitúdót, egy fontos szeletét az információnak. Ha a másik négy (U , B , V és R) amplitúdóhoz hozzávesszük az I -t is, akkor a fotometriai amplitúdó hullámszámfüggése ($1/\lambda$ függése) már nem lesz lineáris. Emiatt kerestünk egy olyan paramétert, amely egyszerre írja le az amplitúdókat mind az öt sávban. Úgy találtuk, hogy a fotometriai amplitúdó (A_λ) mint a hullámhossz (λ) függvénye igen jól leírható a következő egyenlettel:

$$A_\lambda = a \times (1/\lambda)^k + konstans \quad (3.5)$$

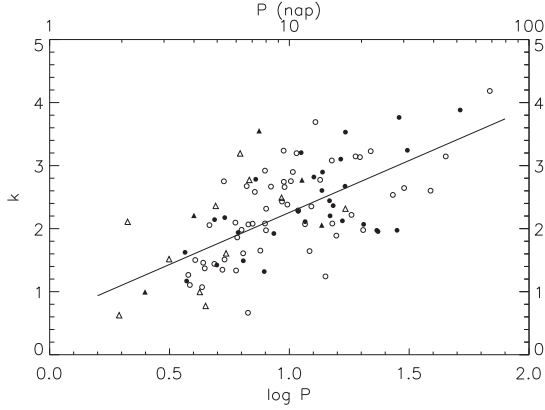
A k együttható hasznos paraméterként azt mutatja meg, hogy milyen gyorsan csökken le a fotometriai amplitúdó a hullámhossz növekedésével. A 3.5. egyenlet használhatóságának szemléltetésére a 3.9. ábrán egy rövid (RR Lac) és egy hosszú periódusú (RW Cas) cefeida észlelt amplitúdóit ábrázoltam.



3.9. ábra. A fotometriai amplitúdók hullámhosszfüggése

A k paraméter periódusfüggését a 3.10. ábra mutatja. A 114 pontra illesztett egyenes egyenlete:

$$k = 1,650(\pm 0,173) \times \log P + 0,606(\pm 0,142) \quad (3.6)$$



3.10. ábra. A $\log P$ - k diagram. A szimbólumok jelentése megegyezik a 3.3. ábráéval.

Míg a korábban vizsgált m paraméter gyakorlatilag azonos volt a kétmódusú cefeidák mindkét gerjesztett módusa esetén (Szabados 2000), az alaplómódus és az első felhangú pulzáció amplitúdóinak hullámhosszfüggését leíró k paraméter különbözik a két legtöbbet észlelt galaktikus kétmódusú cefeida esetében:

$$\text{TU Cas: } k_{alap} = 0,038 \pm 0,100, k_{felhang} = 0,020 \pm 0,091;$$

$$\text{EW Sct: } k_{alap} = 0,014 \pm 0,084, k_{felhang} = 0,013 \pm 0,112,$$

igaz, ezek a 3.5. táblázat alapján számolt k értékek meglehetősen bizonytalanok.

Ahogy az a 3.11. ábrán látható, a k paraméter alapján nem azonosítható egyik pulzációs módus sem. Az viszont megjegyzendő, hogy ezen kétmódusú cefeidáknál sokkal kisebbek a k értékek, mint a hasonló pulzációs periódusú egymódusú csillagok esetében. Ezt az anomáliát az abnormálisan alacsony U amplitúdók okozzák. Ez mindkét csillag esetében kék kísérőre utal (de erre semmi egyéb bizonyíték nincs), vagy egy furcsa pulzációs energiaeloszlás okozza a két fő módus és a csatolási tagok között. Ez utóbbi lehetőséget a jövőben érdemes lenne részletesen megvizsgálni, ahogy részletes hidrodinamikai modellek is szükségesek lennének a jelenség fizikai okainak felderítésére.

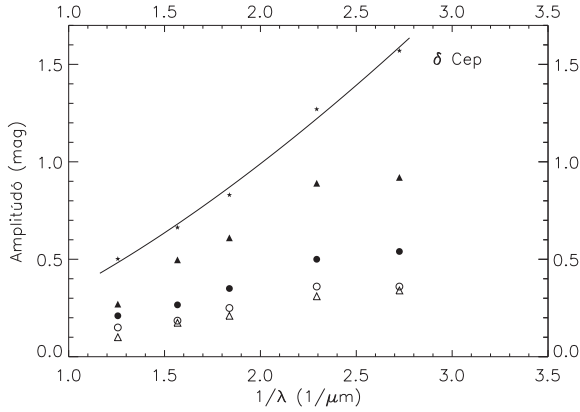
3.5. táblázat. A két legtöbbet észlelt kétmódusú cefeida, a TU Cas és az EW Sct egyes pulzációs módusainak amplitúdói

Ampl. típusa	TU Cassiopeiae			EW Scti		
	A_{Alap}	A_{Felhang}	$A_{\text{Felhang}}/A_{\text{Alap}}$	A_{Alap}	A_{Felhang}	$A_{\text{Felhang}}/A_{\text{Alap}}$
A_U	0,92	0,34	0,37	0,54	0,36	0,67
A_B	0,89	0,31	0,35	0,50	0,36	0,72
A_V	0,61	0,21	0,34	0,35	0,25	0,71
A_R	0,43	0,15	0,35	0,23	0,16	0,70
A_I	0,27	0,10	0,37	0,21	0,15	0,71
$A_{V_{\text{RAD}}}$	29,1	13,3	0,46	13,5	13,3	0,99

A k paraméter eddig ismeretlen kísérők felfedezésére is alkalmas abban az esetben, ha a két csillag hőmérséklete jelentősen eltér egymástól. Ahogy a 3.10. ábrán látszik, az illesztett egyenestől legjobban eltérő pontok nagy része ebben az esetben is ismert kettőscsillagot jelöl. Viszont van néhány magányosként jelölt kilógó cefeida is. Ezek a következők: VY Cyg, RY Vel, SW Vel (kék kísérő feltételezhető), SZ Aql, V1344 Aql, KQ Sco és DR Vel (vörös kísérő feltételezhető). A CR Cep és a V495 Cyg esetében mind az m , mind pedig a k paraméter alapján kék kísérő gyanítható (az A. Függelék táblázatában már kettős rendszerként szerepelnek), míg a VW Cas esetében csak a k paraméter alapján tételezhető fel kék kísérő.

3.5. Az amplitúdók egymástól való függése

A pulzációs amplitúdók és különféle arányaik periódusfüggése mellett az amplitúdók egymás közötti relációi is vizsgálhatók. A legegyszerűbb kombináció a két különböző fotometriai sávban észlelt amplitúdó egymástól való függése. Erről az összefüggésről az első részletes tanulmányt van Genderen (1974) publikálta. Ebben kimutatta, hogy a sárga és a kék hullámhosszakon észlelt amplitúdók aránya kissé eltér a legnagyobb amplitúdójú csillagok és azok esetében, amiknek a B sávbeli amplitúdója kisebb, mint 1,5 magnitúdó. Az $A_V = 0,64A_B$ összefüggést kapta az $A_B > 1,5$ magnitúdó

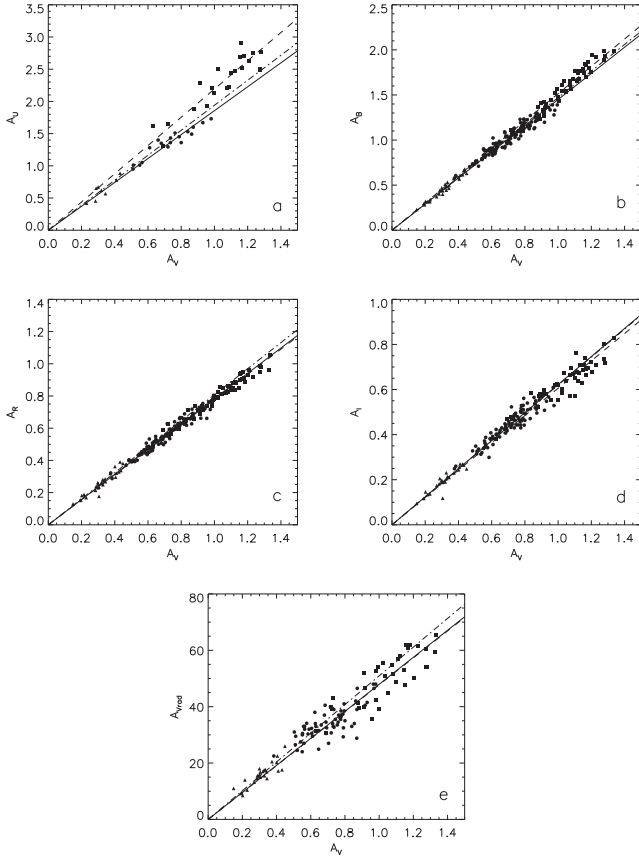


3.11. ábra. A kétmódusú cefeidák alacsony U amplitúdói. A körök az EW Sct-hez tartoznak, a háromszögek a TU Cas-t jelölik. A satírozott és üres jelek az alaplómódust és az első felhangot jelölik. A δ Cephei az összehasonlítás érdekében van ábrázolva.

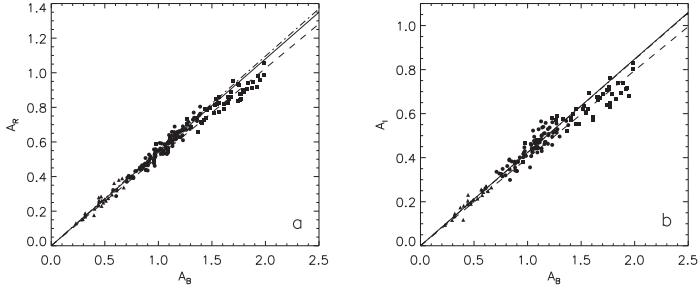
esetében, míg a teljes mintára illesztett egyenes meredeksége 0,67.

A klasszikus cefeidák esetében a legfényesebb kísérők kék csillagok, melyek lecsökkentik az $A_{\lambda_1}/A_{\lambda_2}$ arányt ($\lambda_1 < \lambda_2$). Viszont a cefeidák észlelhető amplitúdói akkor is nőnek a rövidebb hullámhosszak felé, ha van kék kísérője. A kék és ultraibolya sávokban mérhető fényváltozásokat összehasonlítva akad néhány kivétel. Az A_U/A_B arány nagyjából egységnyi a V495 Cyg, V1334 Cyg és a V950 Sco esetében. Mindez kék kísérőre utal. A V950 Sco esetében ez az első jel a kettősségre, míg a V495 Cyg $A_{V_{RAD}}/A_B$ aránya már sejtette ezt (3.3.1. fejezet). A V495 Cyg (0,737), valamint az UZ Cas (0,722) A_V/A_B aránya szintén erre utal. Több cefeida esetében is találtak forró, kék kísérőt spektroszkópiai mérésekkel az ultraibolya tartományban (részletes online adatbázis található Szabados (2003) publikációjában). Ezen cefeidák rendhagyó $A_{V_{RAD}}/A_B$ többlete is alátámasztja a korábbi megfigyeléseket. Ezek a csillagok a következők (zárójelben az A_V/A_B arány látható): RW Cam (0,751), KN Cen (0,723), SU Cyg (0,767), S Mus (0,728) és AW Per (0,714).

A 3.12. és 3.13. ábrán az amplitúdó-amplitúdó relációk egy gyűjteménye látható.



3.12. ábra. Az U , B , R , I és V_{RAD} amplitúdók az A_V függvényében. A körök az alapmódusú rövid periódusú ($\log P < 1,02$) cefeidákat, a négyzetek az alapmódusú hosszú periódusúakat ($\log P > 1,02$), a háromszögek pedig az első felhangban pulzáló csillagokat jelölik. Az illesztett egyenesek jelentése a következő: folytonos vonal jelöli a rövid periódusú, alapmódusban pulzáló csillagokat, szaggatott a hosszú periódusú alapmódusúakat, a pontozott-szaggatott pedig a felhangúakat.



3.13. ábra. Az R és I amplitúdók az A_B függvényében. A szimbólumok jelentése ugyanaz, mint a 3.12. ábránál.

A 3.12. ábra (a)–(e) paneljén az U , B , R , I és V_{RAD} amplitúdók A_V -től való függése, míg a 3.13. ábra két paneljén az A_R és A_I A_B -től való függése látható. A kettősség amplitúdócsökkentő hatása miatt az ábrán csak a magányos csillagok szerepelnek.

A kettősektől megtisztított minta határozott periódusfüggést mutat: a hosszú periódusú cefeidákhoz (üres körökkel jelölve) illesztett egyenes más meredekségű az $A_\lambda - A_V$ diagramon, mint a rövid ($\log P < 1,02$) periódusúak (sátrított körökkel jelölve). Ez a tulajdonság megegyezik van Genderen (1974) korábbi megállapításával, ő viszont csak egy arányt használt ellentétben a mostani vizsgálattal, mely alapján más fotometriai sávokra is általánosítható a jelenség.

Az illesztett egyenesek meredekségei összefoglalva a 3.6. táblázatban találhatók. Az egyenesek minden esetben definíció szerint átmennek az origón. A táblázat 6. oszlopában a hosszú periódusú és a rövid periódusú cefeidákra illesztett egyenesek meredekségeinek aránya látható. Az s -cefidák (a 3.12. és 3.13. ábrákon háromszöggel jelölve) közel azonos viselkedést mutatnak, mint a rövid periódusúak.

A 3.5. ábra egyes paneljei is mutatták már ezt a kettősséget, de a 3.12. és 3.13. ábrák alapján egyértelmű, hogy a különböző hullámhosszokon mérhető amplitúdók arányának két jellemző értéke van (kivéve az $A_R - A_V$ grafikont, ahol a két illesztett egyenes meredeksége közel azonos). Ezzel a cefeidák két részre oszthatók, ahelyett hogy a pulzációs periódus folytonos függvényei lennének ezek az amplitúdóarányok.

3.6. táblázat. A különböző amplitúdók közötti lineáris összefüggések meredekségei (az ismert kettősök kihagyásával)

	Mer.	$\sigma_{\text{mer,}}$	Mer.	$\sigma_{\text{mer,}}$	Arány	Mer.	$\sigma_{\text{mer,}}$
Illesztett	Alapmódus					Első felhang	
amplitúdók	$\log P < 1,02$		$\log P > 1,02$				
$A_U - A_V$	1,856	0,027	2,192	0,037	1,182	1,940	0,045
$A_B - A_V$	1,449	0,007	1,515	0,008	1,046	1,471	0,007
$A_R - A_V$	0,784	0,003	0,779	0,004	0,994	0,808	0,005
$A_I - A_V$	0,622	0,004	0,606	0,005	0,974	0,620	0,003
$A_{V_{\text{RAD}}} - A_V$	47,93	0,73	47,76	0,86	0,996	50,93	0,90
$A_R - A_B$	0,540	0,002	0,513	0,004	0,950	0,548	0,008
$A_I - A_B$	0,424	0,003	0,398	0,004	0,939	0,423	0,007
$A_{V_{\text{RAD}}} - A_B$	32,81	0,50	31,12	0,59	0,948	34,62	0,92

Vizsont ez a kettősség eltűnik, ha a radiális sebesség amplitúdóit nézzük. A meredekségek aránya (6. oszlop a 3.6. táblázatban) maga is hullámhosszfüggő: minél nagyobb a két vizsgált fotometriai sáv hullámhosszkülönbsége, annál nagyobb az eltérés a rövid és a hosszú periódusú cefeidák amplitúdói között.

Mivel a rövid és hosszú periódusú csillagokra illesztett egyenesek aránya nem $1/\lambda$ -nak megfelelően változik, ezért ez a szétválás sem az m , sem a k paraméterben nem figyelhető meg, helyette egy folytonos periódusfüggés látható viszonylag nagy szórással. Ezen paraméterek létjogosultságát egyszerűségük igazolja, egyetlen számmal jellemezhető az amplitúdók hullámhosszfüggése.

3.6. Kettős cefeidák

Ahogy az eddigiekből látható, a kettősség jelentősen befolyásolhatja mind az amplitúdókat, mind pedig a belőlük képzett egyes paramétereket is.

Az $A_B/A_{V_{\text{RAD}}}$ arány kísérő esetén lecsökken, köszönhetően annak, hogy a kísérő konstans luminozitása miatt lecsökken a fotometriai amplitúdó, mindeközben vál-

tozatlanul hagyva a radiálissebesség-görbe amplitúdóját. A kísérő színe erősen befolyásolja, hogy hatására melyik fotometriai sávban mennyire csökken le az amplitúdó. Ennek következtében azon paraméterek alapján, melyek több, különböző sávbeli amplitúdót is tartalmaznak, a kísérő színére is következtetni lehet.

A különféle kettősségi indikátorok alapján feltételezett új kettőscsillagokat korábban már felsoroltam, a 3.7. táblázatban itt csak összefoglalom mindezeket.

3.7. táblázat. Kettősindikátorok. + jel esetében az adott paraméter értéke kísérő jelenlétére utal, a v vörös, ennek hiánya pedig kék kísérőt jelöl, *na* esetében pedig nincs elegendő adat a hiányzó amplitúdók miatt az adott paraméter meghatározásához.

Cefeida	q	A_B/A_V	m	k
SZ Aql			+v	+v
V1344 Aql				+
CY Car		+	na	na
FM Car	na	+	na	na
UZ Cas	+	+	na	na
VW Cas	+		+	+
BP Cas	+	+	na	na
CT Cas	+		na	na
AY Cen		+	na	na
CR Cep	+		+	+
X Cyg			+v	
VY Cyg			+	+
GI Cyg	na	+	na	na
V459 Cyg		+	na	na
V495 Cyg	+	+	+	+
V924 Cyg		+	na	na
UY Per		+	na	na
VZ Pup			+	+
V773 Sgr		+		na
KQ Sco			+v	+v
RY Vel		+	+	+
SW Vel			+	+
DR Vel				+v

4. fejezet

[Fe/H]-függések

Az előző fejezetben áttekintettem a cefeidák pulzációs amplitúdójának periódus- és hullámhosszfüggését. Az új, a korábbinál kiterjedtebb adatokra alapuló periódus-amplitúdó ábrán kívül bevezetésre került három numerikus paraméter is, melyek fotometriai kísérőkre utalhatnak. Egy kísérő csillag mindig lecsökkenti az észlelt fényváltozás nagyságát. A csökkenés mértéke a cefeida és kísérője közötti luminozitás- és hőmérséklet-különbségtől függ. Ezen kívül egy kísérő a cefeida mérhető átlagos fényességét is megváltoztatja, így a feloldatlan kísérők meghamisítják a periódus-fényesség relációt, amit figyelembe kell venni annak meghatározásakor.

Az új periódus-amplitúdó ábra elkészítésének egyik célja az volt, hogy megvizsgáljuk a fémtartalom hatását a pulzációs amplitúdókra, ami részben megmagyarázhatná az adott pulzációs periódusnál észlelt amplitúdók tág tartományát. Több megfigyelés is arra utal, hogy a fémtartalom hatással van a pulzációs amplitúdókra.

Egyrészt a Tejútrendszer és a Magellán-felhők periódus-amplitúdó ábrái különböznek, ami arra utal, hogy a fémtartalom nem elhanyagolható tényező, ahogy azt elsőként van Genderen (1978) említette. Következtetését arra alapozta, hogy a cefeidák legnagyobb észlelt pulzációs amplitúdói különbözőek a különböző fémtartalmú galaxisok esetében. Ha a légköri fémtartalom befolyásolja az adott periódusnál elérhető legnagyobb amplitúdót (az előző fejezet 3.3 ábrájára illesztett felső burkológörbét), akkor az egyes csillagok aktuális pulzációs amplitúdójára is hatással kell lennie. Másrészt a fémtartalomnak a periódus-fényesség relációra gyakorolt hatását rendszeresen vizsgálják mind elméleti, mind pedig észlelési oldalról. Erről

részletesebben a 4.2. fejezetben írok.

Más észlelési adatok szintén azt mutatják, hogy a fémtartalomnak közvetlen hatása van a pulzáció amplitúdójára. Az OGLE homogén adatbázisát felhasználva Paczyński és Pindor (2000) összehasonlították a Nagy és Kis Magellán-felhő hosszú periódusú cefeidáinak fotometriai amplitúdóit, és azt találták, hogy minél nagyobb a galaxis fémtartalma, annál nagyobb az amplitúdó.

Ebben a fejezetben megvizsgálom a légköri vastartalom hatását a fotometriai és a rádiálissebesség-amplitúdókra, valamint az előző fejezetben bevezetett új paraméterekre.

4.1. A kémiai összetétel meghatározása

Egy csillag leírható úgy, mint egy rétegezett test, amelynek minden rétegében más és más fizikai állapotok (hőmérséklet, nyomás, sűrűség) uralkodnak. A belső rétegekben a nagy nyomású forró gáz sugárzást bocsájt ki. Ez a sugárzás folytonos, nincsenek benne színképvonalak (kontinuum sugárzás). Ahogy ez a sugárzás kifelé halad, egyre ritkább és kisebb nyomású rétegeken halad keresztül. A csillag légkörében levő atomok a megfelelő, adott atomra jellemző hullámhosszú, kifelé haladó fotonok egy részét elnyelik, majd minden irányban egyenletesen kisugározzák. Ezzel viszont a látóirányunkban kevesebb foton érkezik ezeken a hullámhosszakon, létrehozva a színképekben az elnyelési (abszorpciós) vonalakat. E színképvonalak elemzésével meghatározhatjuk a csillag kémiai összetételét.

A csillagszínképek elemzése során az észlelt mennyiségekből (kontinuum alakja, intenzitás és a vonalak alakja) megállapíthatók a csillag légkörét leíró fizikai paraméterek (dinamikai és termodinamikai állapot és kémiai összetétel). Ehhez legelőször szükségünk van egy csillaglégkörmodellre. Ez leírja, hogy adott hullámhosszon milyen intenzitást kellene észlelnünk, ha a megfigyelt csillag éppen a modell paramétereivel jellemezhető. Persze elsőre a legritkább esetben kapunk egyezést, ezért a megfigyelések alapján módosíthatjuk a modell fizikai paramétereit, egészen addig, amíg a számított értékek meg nem egyeznek az észlelési adatokkal.

Egy vonal intenzitását vagy erősségét jól lehet jellemezni az ekvivalens szé-

lességgel. Az ekvivalens szélesség definíció szerint az 1-re normált kontinuum alatt a színekpvonaltól lefedett terület:

$$W \equiv \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} \frac{I_k - I_v}{I_k} d\lambda, \quad (4.1)$$

ahol I_k a kontinuum intenzitása, I_v pedig a vonal intenzitása adott λ hullámhosszon λ_1 és λ_2 között. Az ekvivalens szélességek meghatározásának legnagyobb nehézsége a kontinuum illesztésénél van, ugyanis sok, egymást átfedő színekpvonaltól nem egyértelmű, hogy hol helyezkedik el a kontinuum.

Egy színekpvonaltól erőssége, vagy ekvivalens szélessége több tényezőtől, köztük a kémiai összetételtől is függ. Ez az egyik módja a fémtartalom meghatározásának. Ezzel a módszerrel minden egyes vasvonalra kapunk egy $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéket, melyekből meghatározhatunk egy átlagos vastartalmat.

Egy másik lehetőség az egyes elemek gyakoriságának meghatározására a spektrálszintézis. Ennek során a teljes spektrumot (vagy a számunkra lényeges részét) illesztjük egy modellatmoszféra segítségével. Itt a modell paraméterei között szerepelnek az egyes elemek gyakoriságai. Ez az egyetlen módszer, amely megbirkózik a blendekkel, azaz az összetett, egymást átfedő színekpvonallal. Hátránya, hogy a nagyszámú színekpvonaltól egyidejű illesztése miatt nagyon időigényes, valamint nem mindig érhető el vele az elvárható illesztési pontosság. Napjainkban a Kurucz-féle légkörmodellek a legelterjedtebbek, a legfrissebb a WIDTH9 kód (Castelli és Kurucz, 2003).

A kapott $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek bizonytalanságát Marta Mottini (2006) megvizsgálta PhD-értékezésében. Eredményei a következők voltak:

- a modell hőmérsékletének 100 K-es emelkedése 0,07-es emelkedést okozott a $[\text{FeI}/\text{H}]$ arányban;
- a turbulens sebességben történt 0,1 $\frac{\text{km}}{\text{s}}$ emelkedés 0,03-dal csökkentette a $[\text{FeI}/\text{H}]$ és 0,02-dal a $[\text{FeII}/\text{H}]$ arányt;
- a felszíni gravitációs gyorsulás logaritmusának 0,1-del való növelése 0,04-os növekedést eredményezett a $[\text{FeII}/\text{H}]$ értékekben.

Mindezeket összegezve a FeI esetében 0,10 dex, a FeII esetében pedig 0,15 dex a becsülhető szisztematikus hiba, ami a vizsgált színképvonalak számának növelésével sem csökkenthető tovább éppen az alkalmazott modellből eredő bizonytalanságok miatt.

Mindezt összevetve azzal a ténnyel, hogy az A. Függelék táblázatában a leg-alacsonyabb (CI Per, $-0,75$) és a legmagasabb (AV Sgr, $0,39$) $[\text{Fe}/\text{H}]$ érték között mindössze 10σ a különbség, így határozott, kis szórású fémtartalomfüggésre nem számíthatunk. Emiatt más galaxisok cefeidáit is be kellene venni a mintába, de sajnos az észleléstechnika még nem tart ott, hogy ilyen adatok rendelkezésre állnának.

4.2. A periódus-fényesség reláció fémtartalomfüggése

Mint már korábban említettem, a periódus-fényesség reláció alapvető fontosságú az extragalaktikus távolságmeghatározásban. Pontos meghatározásában a legnagyobb bizonytalanságot az összefüggés nullpontja és a fémtartalomfüggés figyelembevétele jelenti. A fémtartalom hatása fontos, mivel pl. a HST Key Project által vizsgált galaxisok oxigéntartalmában 30-szoros eltérések is találhatók.

A különféle elméleti modellek különböző eredményre jutottak. A lineáris modellek (Sandage és mksai. 1999, Alibert és mksai. 1999, Baraffe és Alibert 2001) csak gyenge fémtartalomfüggést mutatnak, míg a nemlineáris konvektív modellek (Bono és mksai. 1999, Caputo és mksai. 2000) ennél jelentősebb függést jósolnak, mégpedig a fémgazdagabb csillagok halványabbak. Újabb vizsgálatok szerint nemcsak a nehéz elemek, hanem a hélium gyakorisága is hatással van a csillagok fényességére (Fiorentino és mksai. 2002).

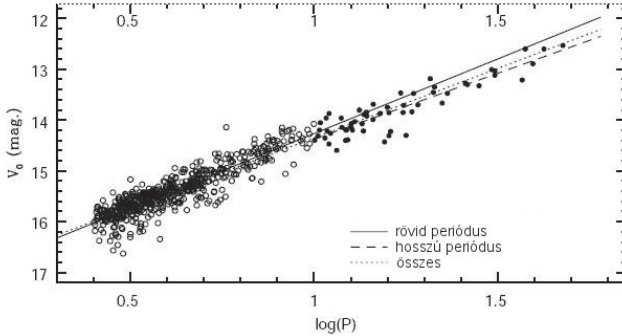
Mindezzel ellentétben az észlelések éppen az ellenkezőjét mutatják, és pedig a fémgazdagabb csillagok a fényesebbek. A 4.1. táblázatban láthatók a különböző szerzők által kapott értékek.

E mérések legnagyobb hiányossága, amely miatt fenntartással kell kezelni az eredményeket, hogy egyetlen egyedi csillagra történt fémtartalommértést sem tartalmaznak, hanem a csillagokhoz közeli ionizált hidrogénfelhők fémtartalmát vet-

4.1. táblázat. A cefeidák fényességének fémtartalomfüggése

mag/dex	sáv	ref.
$-0,88 \pm 0,16$	BRI	Gould (1994)
$-0,44 \pm 0,15$	VR	Sasselov és mksai. (1997)
$-0,24 \pm 0,16$	VI	Kochanek (1997)
$-0,14 \pm 0,14$	VI	Kennicutt és mksai. (1998)
$-0,25 \pm 0,05$	VI	Kennicutt és mksai. (2003)
$-0,21 \pm 0,19$	V	Storm és mksai. (2004)
$-0,29 \pm 0,19$	W	Storm és mksai. (2004)
$-0,23 \pm 0,19$	I	Storm és mksai. (2004)
$-0,21 \pm 0,19$	K	Storm és mksai. (2004)

ték alapul, vagy akár egy egész galaxis átlagos fémtartalmát tekintették a benne található csillagok fémtartalmának, ami cefeidák esetében akár $\pm 0,6$ dex eltérést is eredményezhet a tényleges fémtartalomhoz képest.



4.1. ábra. Az LMC periódus-fényesség relációja (Ngeow és mksai. 2008). 10 nap környékén egy törés látható.

Az eddigi egyetlen, egyedi méréseken alapuló ilyen vizsgálat Groenewegen és munkatársai (2004) nevéhez fűződik. Az észlelési technika fejlődésének köszönhetően sikerült megmérniük néhány, a Magellán-felhőkben található cefeida kémiai össze-

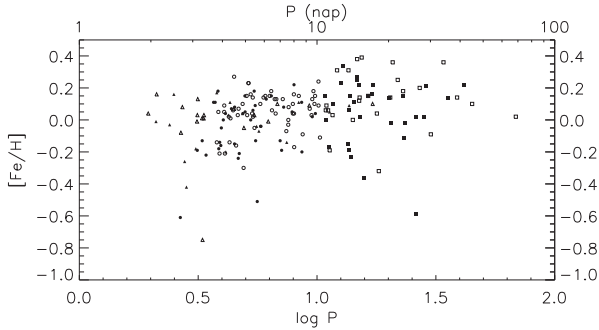
tételét, és ezekkel a csillagokkal kombinálva a Tejútrendszer ismert fémtartalmú csillagait a $\log P < 1,65$ periódustartományra $-0,27 \pm 0,08$ mag/dex (VIWK sávkra) értéket kaptak a nullponti korrekcióra, ami gyakorlatilag megegyezik a korábbi értékekkel. Ebben az esetben viszont meg kell jegyezni, hogy a Magellán-felhők P-L relációja nem lineáris, valószínűleg épp az alacsony fémtartalom miatt (4.1. ábra, Ngeow és mksai. 2008), ami tovább nehezíti a kapott értékek értelmezését.

4.3. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány periódusfüggése

Legelőször essen szó a $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány periódusfüggéséről. A P-L relációnak megfelelően a hosszú periódusú cefeidák fényesebbek, mint a rövid periódusúak, és mivel nagyobb tömegűek is, ezért gyorsabban is fejlődnek. Ebből következik, hogy a hosszú periódusú cefeidák fiatalabbak. Mivel a csillagközi anyag fémtartalma idővel folyamatosan gyarapszik, ezért a fiatalabb csillagpopulációk fémtartalma is nagyobb. A 4.2. ábrán pontosan ez látható. A 10,47 napnál hosszabb periódusú csillagok átlagos fémtartalma nagyobb ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = 0,084$), mint a 10,47 napnál rövidebb periódusúaké ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = 0,014$). Persze mindkét csoportban vannak ennél jóval alacsonyabb fémtartalmú csillagok is. Ezek kivétel nélkül mind a galaxisunk külső részén találhatók. A felhangban pulzáló cefeidák átlagos fémtartalma mindkét alapmódban pulzáló csoportnál alacsonyabb ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0,017$). Mindez összefoglalva a 4.2. táblázatban látható.

4.2. táblázat. A cefeidák átlagos fémtartalma			
minta	$[\text{Fe}/\text{H}]$	σ	N
alapmódus, $\log P < 1,02$	0,014	0,155	95
alapmódus, $\log P > 1,02$	0,084	0,194	56
első felhang	-0,017	0,178	35

A spektroszkópiailag meghatározott fémtartalmakat elvileg befolyásolhatja a kettősség, bár ezt eddig még senki nem vizsgálta. Ha egyazon helyen és időben születtek is egy kettős rendszer komponensei, az eltérő tömeg miatti különböző fejlődési állapot okozhat eltérő kémiai összetételt a csillagok légkörében.



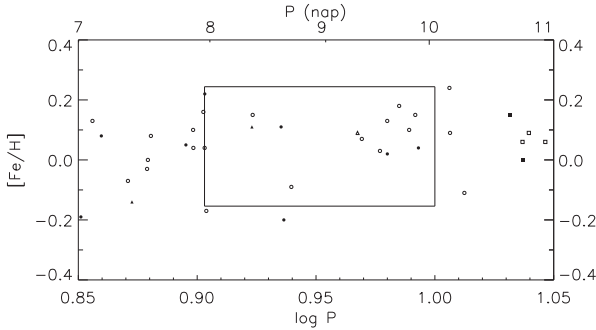
4.2. ábra. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány pulzációs periódus szerinti eloszlása. A körök az alpmódusú, a háromszögek pedig az első felhangban pulzáló csillagokat jelölik. Az üres szimbólumok kettős cefeidákra utalnak.

Mint azt már korábban is említettem, az elméleti számítások azt mutatják, hogy az alpmódusú pulzáció instabil a $8 - 10$ napos periódustartományban a Napéhoz közeli ($Z = 0,014 - 0,035$) fémtartalom esetén (Buchler és mksai. 1997). Ezek a csillagok a modell szerint első felhangban pulzálnak az alpmódus periódusához tartozó felhang periódusával ($P_1 \approx 0,7P_0$). Ezt látszott igazolni a pulzációs periódusok gyakoriságeloszlása is (3.2. ábra), mely szerint $\log P = 0,95$ környékén lecsökken az alpmódusú csillagok száma, miközben az első felhangban pulzálók maximuma $\log P = 0,7$ -nél látható.

A 4.3. ábrán a 4.2. ábra középső része látható kinagyítva. A bekeretezett rész a Buchler és mksai. (1997) által meghatározott terület. Mivel az ő modellszámításai során Z -vel jellemzik a fémtartalmat, ezt át kell számolni $[\text{Fe}/\text{H}]$ -ra. Ehhez Caputo és mksai. (2001) képletét használtam:

$$\log Z = [\text{Fe}/\text{H}] - 1,7, \quad (4.2)$$

így a $Z = 0,014 - 0,035$ tartomány $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,154 - 0,244$ -nek felel meg. Mint látható, ebben a tartományban is találhatók alpmódusban pulzáló csillagok, és a korábbi feltételezésekkel ellentétben, mely szerint ezeknek vagy nagyon magas, vagy



4.3. ábra. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány pulzációs periódus szerinti eloszlása, kinagyítva a $0.85 < \log P < 1.05$ tartomány. A szimbólumok jelentése megegyezik az előző ábra jelölésével.

nagyon alacsony a fémtartalmuk, az ide eső cefeidák $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéke is átlagos. Igaz, a tartományon belül található alapmódusú csillagok többsége kettős. A nem kettősök a következők: BK Aur, GQ Ori, SX Vel és β Dor. Azt, hogy ezek a csillagok a tiltott tartományba esnek, okozhatja például a pontatlan $[\text{Fe}/\text{H}]$ érték. De az is elképzelhető, hogy más elemek (például a színkép alapján nem mérhető hélium) gyakorisága megváltoztatja ennek a tiltott zónának az elhelyezkedését, vagy akár teljesen el is tüntetheti.

4.4. A fémtartalom eloszlása a Tejútrendszerben

A fémtartalom periódusfüggésében látható nagy szórás az egyes cefeidák Tejútrendszeren belüli elhelyezkedésének is köszönhető. Köztudott, hogy egy galaxison belül nem egyenletes a kémiai elemek gyakoriságának eloszlása. A galaxisok középpontjától távolodva mind a korong síkjában, mind pedig arra merőlegesen csökken a nehéz elemek gyakorisága. Ennek részletes tanulmányozására csak a legközelebbi galaxisok esetében van lehetőség. A távolabbiak esetében csak egy átlagos fémtartalmat tudunk mondani az egész galaxisra, és ezt sem egyedi csillagok spektroszkópiájára

alapozva, hanem például nagy kiterjedésű ionizált hidrogénfelhők spektroszkópiája alapján, ez pedig igen távol lehet az egyes csillagok valódi kémiai összetételétől.

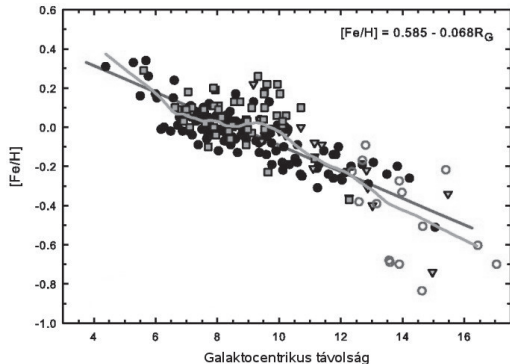
Ahhoz, hogy a Tejútrendszeren belül pontosan feltérképezzük az egyes kémiai elemek gyakoriságának térbeli eloszlását, szükségünk lenne pontos távolságadatokra. Az egyetlen közvetlen távolságmérési módszer a trigonometrikus parallaxis meghatározása. Az űrtávcsövek ezen a területen hatalmas előrelépést jelentettek. Ilyenek voltak például a Hipparcos, valamint a Hubble-űrtávcső, mellyel 10 galaktikus cefeida trigonometrikus parallaxisát határozták meg (Benedict és mksai. 2002, 2007). A közeljövőben induló Gaia asztrometria űrtávcső pedig már képes lesz a Magellán-felhőkben található csillagok trigonometrikus parallaxisának meghatározására is.

Ennek hiányában viszont egyelőre pontosan ismernünk kellene az adott csillag irányában a csillagközi anyag fénynyelését és az ebből adódó vörösödés nagyságát is. Cefeidák kémiai összetételének meghatározásával az elmúlt években több publikáció is foglalkozott (Caputo és mksai. 2001, Andrievsky és mksai. 2002a, 2002b, 2002c, 2004, Luck és mksai. 2003, 2006 és Kovtyukh és mksai. 2005b). Ezen publikációk mindegyike azt mutatja, hogy a fémtartalom (beleértve a vas gyakoriságát is) szignifikánsan csökken a Tejútrendszer középpontjától távolodva (4.4. ábra). A legújabb adatok alapján:

$$[\text{Fe}/\text{H}] = 0,585(\pm 0,033) - 0,068(\pm 0,003) \times R_G, \quad (4.3)$$

ahol R_G a Tejútrendszer középpontjától mért távolság kpc-ben mérve (Luck és mksai. 2006).

Az A. Függelékben (A.1. táblázat) nem szerepelnek sem a távolságok, sem a vörösödési értékek, szerepelnek viszont a galaktikus koordináták. Ezek segítségével szintén lehet vizsgálni a vas gyakoriságának galaxison belüli eloszlását. A 4.5. ábrán a $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek galaktikus szélesség szerinti, a 4.6. ábrán pedig a galaktikus hosszúság szerinti eloszlása látható. Eddigi ismereteink alapján az várható, hogy a Napénál nagyobb fémtartalmú csillagok befelé, a Tejútrendszer középpontja felé ($l = 0^\circ$) helyezkednek el, a kisebb fémtartalmúak kifelé ($l = 180^\circ$), míg a Nappal nagyjából megegyezők a környékünkön, azaz minden irányban nagyjából egyenletesen eloszlva.

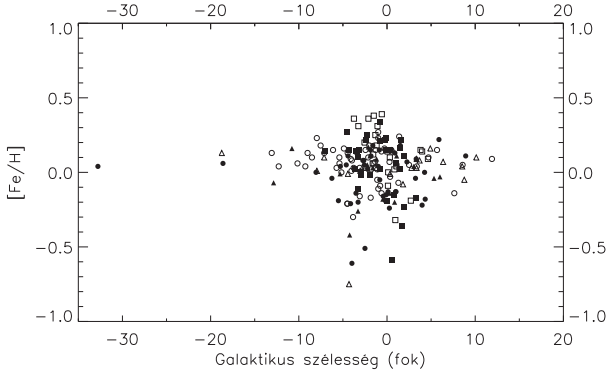


4.4. ábra. A $[Fe/H]$ arány a Tejútrendszer középpontjától mért távolság függvényében. A különböző szimbólumok más-más forrásból származó értékeket jelölnek. (Forrás: Luck és mksai. 2006)

A 4.5. és 4.6. ábrákon pontosan ez látszik. A legkisebb és a legnagyobb $[Fe/H]$ értékű csillagok a galaxis síkja közelében helyezkednek el ($-5^\circ < b < 5^\circ$). Ahogy haladunk a Naphoz hasonló fémtartalmú csillagok felé, egyre nagyobb galaktikus szélességeken is találunk cefeidákat. A galaktikus egyenlítőől legmesszebb pedig már kivétel nélkül a Naphoz nagyon hasonló kémiai összetételű csillagok találhatók.

Galaktikus hosszúság szerint a legnagyobb $[Fe/H]$ értékű csillagok $l = 0^\circ$ környékén találhatók, azaz épp a galaxis középpontja felé. A legkisebb $[Fe/H]$ értékek pedig ezzel átellenben, $150^\circ < l < 250^\circ$ között, ahogy az várható is volt. Érdekes viszont, hogy fémtartalom csökkenésének közepe nem $l = 180^\circ$ -nál található, hanem $l = 200^\circ$ -nál. Van néhány extrém alacsony fémtartalmú csillag ($[Fe/H] < -0,4$). Ezek $l = 150^\circ$ környékén helyezkednek el, mely egybeesik a Perseus spirálkar irányával.

A Gaia űrtávcső mérései alapján meghatározásra kerülő távolságokkal pontosan feltérképezhető lesz a csillagok és fémtartalmuk térbeli eloszlása is.



4.5. ábra. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány galaktikus szélesség szerinti eloszlása.

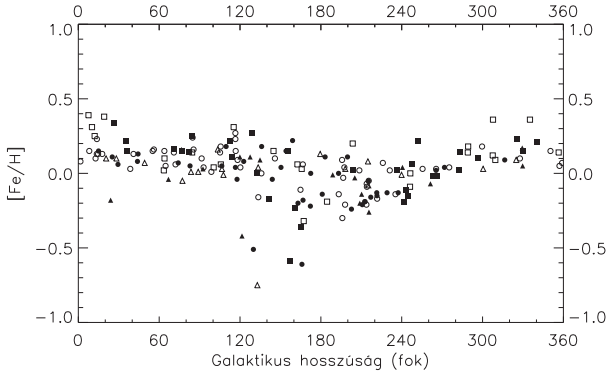
4.5. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány hatása a fénygörbék alakjára

A kémiai összetétel meghatározásának legmegbízhatóbb módja a csillagok színképek elemzése. Távoli galaxisok esetében viszont erre nincs lehetőség. Az óriási távolságok miatt nagyon halványak még a legfényesebb csillagok is, így a jelenlegi eszközeinkkel sem tudunk megfelelő jel/zaj arányú, nagy felbontású színképeket felvenni róluk. Kénytelenek vagyunk más módszereket alkalmazni. Ilyen például, amikor a galaxisok nagy kiterjedésű HII régióinak vizsgálatából határozzuk meg az adott galaxis átlagos kémiai összetételét, viszont az egyes csillagokról semmit nem tudunk így mondani, az így kapott eredmények pedig igen távol lehetnek az egyes csillagok tényleges kémiai összetételétől.

RR Lyrae típusú pulzáló változócsillagoknál a $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány meghatározható a pulzációs periódus és a fénygörbe alakja alapján (Jurcsik és Kovács, 2006).

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -5,038 - 5,394 \times P + 1,345 \times \phi_{31}, \quad (4.4)$$

ahol P a pulzációs periódus napokban mérve, ϕ_{31} pedig a Fourier-felbontásból származó paraméter (2.13. egyenletben $k=3$).



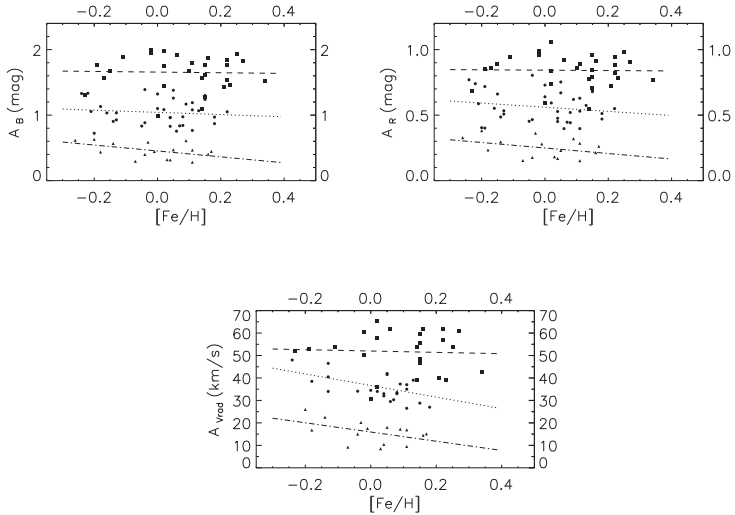
4.6. ábra. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány galaktikus hosszúság szerinti eloszlása.

Zsoldos (1995) megvizsgálta ugyanezt cefeidákra, és talált is egy hasonló összefüggést, viszont az általa felhasznált minta mindössze 58 csillagot tartalmazott, valamint nem volt homogén, kettős és nem kettős cefeidák éppúgy szerepeltek benne, mint alapmódusú és első felhangban pulzálók, valamint az akkor elérhető fotometriai mérések pontossága is elmaradt a legújabb adatok pontosságától.

Dolgozatomban a Fourier-paraméterek $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függésével nem foglalkozom, ez kutatásaim következő lépése lesz. Az előzetes eredmények mindenesetre biztatóak, az RR Lyrae csillagokhoz hasonlóan a ϕ_{31} mutatja a leghatározottabb változást. Sajnos itt is látszik, hogy a $[\text{Fe}/\text{H}]$ -intervallum, amit a tejútrendszerbeli cefeidák átfognak, igen kicsi, de remélhetőleg ez a minta a közeljövőben kiegészíthető lesz a Magellán-felhőkben található csillagok spektroszkópiai adataival.

4.6. Az amplitúdók fémtartalomfüggése

Az új periódus-amplitúdó diagramok felrajzolásának egyik oka a különféle amplitúdók $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függésének vizsgálata volt. Feltételezhető volt, hogy az amplitúdók nagy szórásának egyik oka a különböző kémiai összetételben keresendő.



4.7. ábra. Az A_B , A_R és $A_{V_{RAD}}$ amplitúdók fémtartalomfüggése. A szimbólumok jelentése megegyezik a 4.2. ábra jelöléseivel.

A 4.7. ábrán a $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány függvényében láthatók a B , az R fotometriai és a V_{rad} amplitúdók három csoportra (rövid és hosszú periódusú alaplódusú, valamint első felhangú cefeidák) bontva. A 4.3. táblázat az egyes csoportokra illesztett egyenesek paramétereit tartalmazza. Az ábrákon és az illesztések során az ismert kettősöket elhagytam.

Az egyes csoportok mindhárom ábrán határozottan elkülönülnek egymástól. A rövid és hosszú periódusú cefeidák közötti határvonal viszont akkor a legegyszerűbb, ha a 11,6 napnál hosszabb periódusúakat tekintjük hosszú periódusúaknak, ellentétben a 3.2. fejezetben meghatározott 10,47 nappal. Ezt az eltérés viszont könnyen okozhatják például fel nem fedezett kísérők, amik egyrészt megváltoztatják az észlelt amplitúdókat, másrészt a mért $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéket is befolyásolhatják.

A leghatározottabb összefüggés a V_{rad} amplitúdók esetében mutatkozik, legalábbis a rövid periódusú és az első felhangban pulzáló csillagok esetében, de a mere-

4.3. táblázat. Az amplitúdók fémtartalomfüggése. $A = a + b \times [\text{Fe}/\text{H}]$

minta	a	σ_a	b	σ_b	N
$A_{V_{RAD}}$					
$\log P < 1,02$	36,61	1,12	-25,92	9,85	24
$\log P > 1,02$	51,98	2,48	3,88	14,43	24
első felhangú cefeidák	15,94	1,18	-20,51	10,40	15
A_B					
$\log P < 1,02$	1,038	0,033	-0,072	0,254	33
$\log P > 1,02$	1,657	0,063	-0,050	0,371	27
első felhangú cefeidák	0,451	0,028	-0,397	0,217	16
A_R					
$\log P < 1,02$	0,559	0,019	-0,102	0,145	35
$\log P > 1,02$	0,843	0,028	-0,014	0,164	28
első felhangú cefeidák	0,249	0,018	-0,212	0,140	16

dekség ezeknél is mindössze 2–2,5-szerese a hibának, azaz szignifikáns összefüggésről egyik esetben sem beszélhetünk, mindössze trendekről. Ezek a trendek viszont mindhárom grafikonon megfigyelhetők és mindegyik esetben azonos irányba mutatnak, mégpedig nagyobb fémtartalom esetén kisebbek az amplitúdók, ami épp az ellenkezője annak, amit Paczyński és Pindor (2000) találtak.

4.6.1. Egyszerű modell az amplitúdók $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függésére

A pulzációs amplitúdókat ki lehet számolni, ha ismerjük a csillag hőmérsékletét és felszíni gravitációs gyorsulását a maximális és a minimális fényesség fázisában. Az irodalomban léteznek modellszínképek, melyek megadják, hogy adott fizikai paraméterek esetén milyen hullámhosszon mekkora energiát sugároz ki az adott csillag. Ezek a bemenő fizikai paraméterek általában az effektív hőmérséklet, a gravitációs gyorsulás, a csillag légkörének jellemző turbulens sebessége és a kémiai összetétel. Összehasonlítva a maximális és a minimális fényességhez tartozó paraméterekkel

kapott intenzitásokat, megkapjuk a fényváltozás nagyságát adott hullámhosszra.

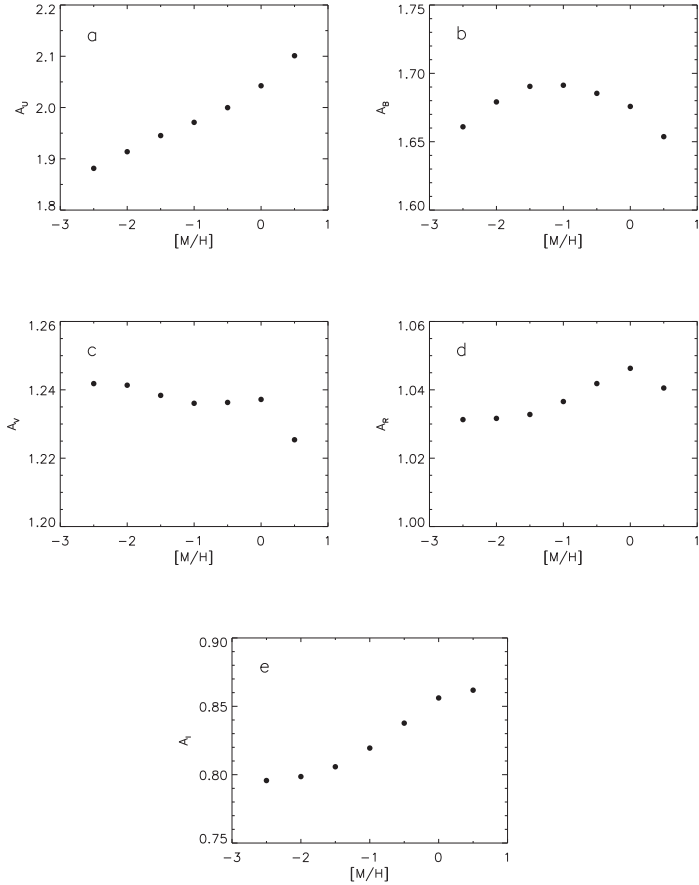
A valóságban nem egy hullámhosszon mérünk, hanem a méréshez használt szűrőtől függően egy tartományba eső összintenzitást észleljük. A modell alapján kapott spektrális energiaeloszlást kombinálva a színszűrők áteresztési görbéjével, valamint a CCD kameránk érzékenységevel, megkapjuk a mérhető amplitúdót. Viszont a mért fényességek standard rendszerbe transzformálásával a kamera hatása eltüntethető. Ezenkívül vizsgálhatjuk a fémtartalom amplitúdóra gyakorolt hatását is, ha a kémiai összetételen kívül minden egyéb paramétert rögzítünk.

Mindehhez szükség van a hőmérséklet és a gravitációs gyorsulás jó fázislefedettséggű észlelési adataira. Sajnos az irodalom nem bővelkedik ezekben. Erre a célra a leghasználhatóbb az Andrievsky és munkatársai által publikált cikksorozat (Luck és Andrievsky (2004), Kovtyukh és mksai. (2005a), valamint Andrievsky és mksai. (2005)), de ebben sincs sok olyan csillag, ami igazán használható lenne. Ezek közül a legjobb fázislefedettséggű célpont a T Monocerotis.

A T Mon hőmérséklete a fényességmaximumban nagyjából 5800 K, minimumban 4700 K, a felszíni gravitációs gyorsulás pedig $\log g = 1,5$, illetve 1,0, fémtartalma pedig $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,20$. Ezek az adatok nem az adott paraméter szélső értékei, hanem a maximális és minimális fényességhez tartozó értékek.

A modellezéshez a Munari és mksai. (2005) által publikált színképkönyvtárt használtam. Ez 2500 K és 10500 K között tartalmaz spektrumokat 250 K-es felbontással. Ezen kívül a $\log g$ 0,0 és 5,0 között változik 0,5-ös lépésközzel, valamint a metallicitás ($[\text{M}/\text{H}]$) szintén 0,5-ös lépésekkel $-2,5$ dex és $0,5$ dex között. A lépésközök elég kicsik ahhoz, hogy interpolálással meg lehessen határozni a könyvtárban megadottak közé eső mennyiségekre is az érvényes intenzitásokat. Az $[\text{M}/\text{H}]$ arány definíciója megegyezik a $[\text{Fe}/\text{H}]$ arányéval, csak a vas helyett az összes, heliumnál nehezebb elem gyakoriságát magában foglalja. Értéke az egyes csillagoknál nagyjából megegyezik a $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékével.

A T Mon esetében a fentebb említett paramétereket használva a következő amplitúdók kaphatók: $A_U = 2,064$, $A_B = 1,667$, $A_V = 1,232$, $A_R = 1,044$ és $A_I = 0,868$. Ezzel szemben az észlelt amplitúdók rendre 2,190, 1,581, 1,010, 0,789 és 0,645 magnitúdó. Figyelembe véve, hogy a hőmérsékletekben történő 100 K-es változtatás akár



4.8. ábra. Az a-e ábrák sorban az U , B , V , R_C és I_C modellamplitúdókat ábrázolják. A modell paramétereit a 4.6.1. fejezetben találhatók.

0,2 magnitúdóval is megváltoztatja a számolt fényváltozást, továbbá a spektroszkópi-
ai mérésekből meghatározott hőmérsékletek hibája is ebbe a nagyságrendbe esik, a
kapott értékek jól közelítik az észlelteket. Meg kell említeni, hogy a T Mon kettős

rendszer tagja, így a hosszabb hullámhosszak felé tapasztalható nagyobb eltéréseket okozhatja a kísérő is, ha az egy hidegebb, vörös csillag. Ilyen szempontból ez a csillag nem a legjobb választás, de sajnos a kevés használható észlelés miatt nincs más.

Ha rögzítjük a hőmérséklet és a gravitációs gyorsulás értékét, és csak az $[M/H]$ arányt változtatjuk, megvizsgálhatjuk az eltérő kémiai összetétel hatását. Ez látható a 4.8. ábrán. Az a-e panelek az U , B , V , R_C és I_C modellamplitúdókat ábrázolják. Az eredmény igen meglepő. Nincs egységes trend, nem mondható, hogy a fémtartalom növelése növeli, vagy csökkenti az észlelt fotometriai amplitúdókat. Az U sávban a legeggyértelműbb az összefüggés, mely szerint a nehéz elemek gyakoriságának növekedése jelentősen, akár 0,2 magnitúdóval is megnövelheti a megfigyelhető fényváltozást. Ezzel szemben a B sávban egy csúcs látható $[M/H] = -1,0$ körül. A V sáv összetettebb, valószínűleg az ebbe a sávba eső sok fémvonalnak köszönhetően. Az R szintén egycsúcsú, de itt a csúcs $[M/H] = 0,0$ körül látható és sokkal élesebb, mint a B esetén. Ez utóbbi két esetben a változás nagysága mindössze 0,02 mag, ami megegyezik a táblázatban szereplő amplitúdók hibájával. Az I sávban az alacsony és magas értékeknél szinte semmilyen hatása nincs a változó fémtartalomnak, míg a kettő között az U -hoz hasonlóan emelkedő tendencia látható. B és I sávokban a változás már meghaladja az amplitúdók hibáit.

Mindez egy egyszerű modellen alapul, amely nem veszi figyelembe a turbulens sebesség esetleges változását a pulzáció során. Ezen kívül statikus csillagmodellre épül, mely valószínűleg jobban működik a hosszabb periódusú csillagok esetében, ahol lassabbak a változások. Ilyen szempontból a T Mon jó választás, mivel pulzációs periódusa $P = 27,033$ nap.

4.6.2. A $[Fe/H]$ arány hatása az amplitúdók felső burkolótól való eltérésére

A 4.7. ábra, valamint az előző részben leírtak alapján azt várnánk, hogy a 3.3. ábrán látható felső burkológörbétől való eltérést részben az eltérő kémiai összetétel okozza. Ez az eltérés megmutatja, hogy mennyivel kisebb az adott amplitúdó a maximálisan megengedethez képest. Ettől a 3.3. ábrán látható felső burkoló görbétől lefelé mért

eltérés fémtartalomfüggését mutatja a 4.9. ábra. Az ábrán csak az alaplómódusban pulzáló csillagok szerepelnek, mivel a felső burkológörbe csak azokra vonatkozik.

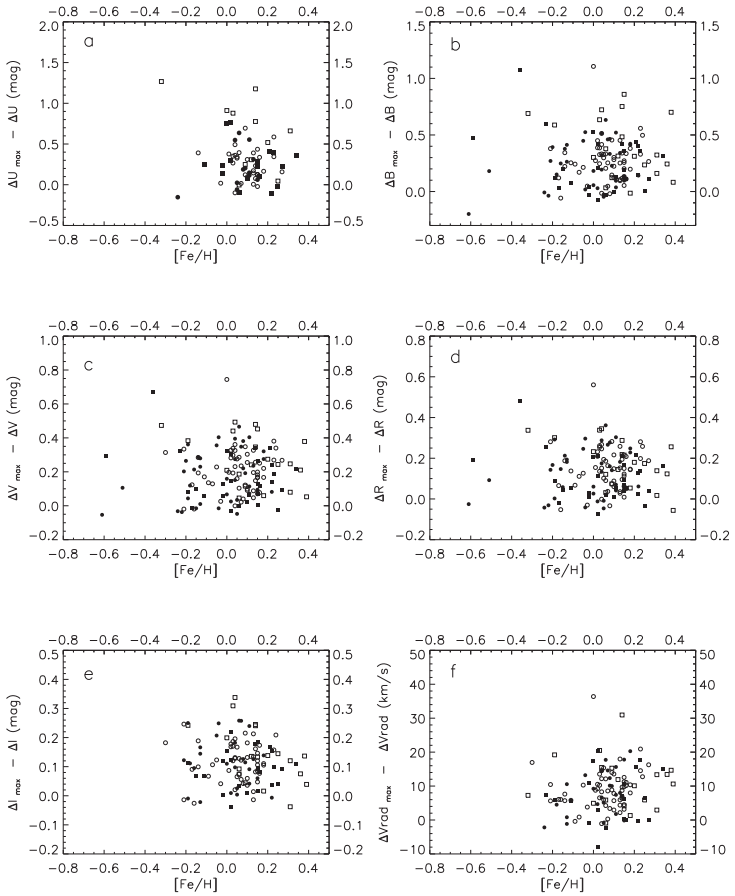
A 4.9. ábra semmilyen összefüggést nem mutat a fémtartalom és a mért amplitúdók között. Ami egyedül említésre méltó, hogy a burkolótól legjobban eltérő csillagok igen nagy hányada kettős, ahogyan az várható is a kísérők fotometriai amplitúdókra gyakorolt hatása miatt. Viszont ugyanez figyelhető meg a 4.9. ábra f paneljén a radiális sebességek esetében is, ami arra utalhat, hogy néhány kettős cefeida esetében nem – vagy rosszul – vették figyelembe a kettősségből adódó sebességváltozásokat.

A 4.7. ábrán látható gyenge összefüggés teljesen elvész az amplitúdót meghatározó egyéb tényezők hatása mellett. Ilyen egyéb, a pulzációs amplitúdót befolyásoló tényező lehet például a csillag instabilitási sávon belül elfoglalt pozíciója, vagy akár a hélium koncentrációja is. Ez utóbbit sajnos spektroszkópiai mérésekkel nem lehet meghatározni.

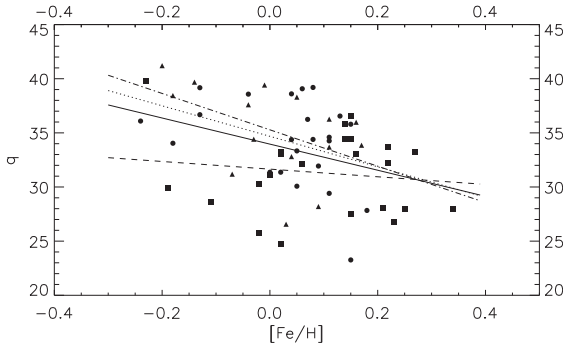
4.6.3. Az amplitúdóarányok fémtartalomfüggése

Vizsgáljuk meg a fotometriai és radiálissebesség-amplitúdók arányának $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függését is. Erre a legalkalmasabb a B sáv, mivel az U után ebben a sávban a legnagyobb a cefeidák amplitúdója és az U -val ellentétben nagyszámú adat áll rendelkezésre. A B sávbeli fotometriai amplitúdó a csillag hőmérséklet-változásáról ad információt, míg a radiális sebesség a csillag sugárváltozásával van összefüggésben, és az eltérő fémtartalom várhatóan eltérő módon befolyásolja ezeket, valószínűleg az eltérő opacitásnak köszönhetően. A kettős cefeidákat ismét érdemes figyelmen kívül hagyni a kísérők amplitúdócsökkentő hatása miatt.

A 4.10. ábrán egyértelműen látszik az összefüggés. Az ábrán a teli körök az alaplómódusú és rövid periódusú, az üres körök az alaplómódusú és hosszú periódusú, a háromszögek pedig az első felhangban pulzáló cefeidákat jelölik. A folytonos vonal a teljes alaplómódusú mintára illesztett egyenest mutatja, míg a szaggatott, pontozott és pont-szaggatott sorrendben a hosszú periódusú és alaplómódusú, rövid periódusú és alaplómódusú, valamint az első felhangú cefeidákra vonatkozik. Minél nagyobb a vastartalom, annál kisebb a fotometriai és a radiális sebesség amplitúdójának aránya. Ez az összefüggés, úgy tűnik, nemcsak az alaplómódusúakra, hanem az első felhangban



4.9. ábra. Az a-e ábrák az U , B , V , R_C és I_C amplitúdók, az f ábra a radiális sebességek amplitúdóinak a felső burkolótól lefelé való eltérését ábrázolja. A jelölések megegyeznek a 3.3. ábra jelöléseivel, azaz a körök a rövid periódusú cefeidákat jelölik, a négyzetek a hosszú periódusúakat, az üres jelek az ismert kettősök, míg a sátrózott szimbólumok esetében nincs ismert kísérő.



4.10. ábra. Az $A_B/A_{V_{RAD}}$ amplitúdóarány fémtartalomfüggése.

pulzáló csillagokra is érvényes, valamint a kettőscsillagok sem növelik jelentősen a szórást. Az illesztett egyenesek paramétereit a 4.4. táblázat tartalmazza.

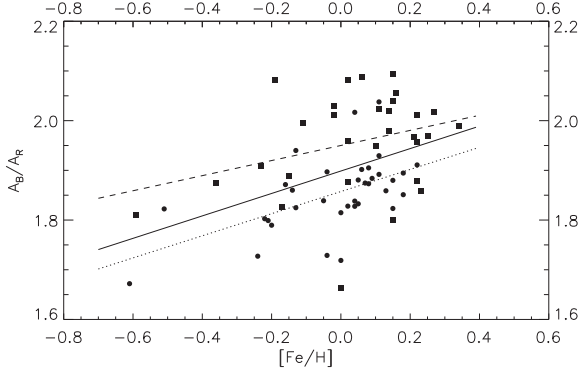
A 4.11. és 4.12. ábrán további amplitúdóarányok, sorrendben az A_B/A_R és az A_V/A_I $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függése látható. Az ábrákon látható illesztéseket szintén a 4.4. táblázat tartalmazza.

Mint látható, a különböző amplitúdóarányok másképp reagálnak a fémtartalom megváltozására. Ez előrevetíti, hogy a 3.4. fejezetben bevezetett, a fotometriai amplitúdók hullámhosszfüggését leíró paraméterek is érzékenyek kell, hogy legyenek a kémiai összetételre.

Minden bizonnyal csak arról van szó, hogy az egyes fotometriai sávokban különböző számú és erősségű színképvonal található, így a több vonalat tartalmazó sávokban mért amplitúdókat jobban befolyásolja a kémiai összetétel.

4.6.4. Az amplitúdók hullámhosszfüggésének $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függése

Az előzőekben láthattuk, hogy a cefeidák amplitúdói, valamint a különböző amplitúdóarányok enyhe fémtartalomfüggést mutatnak (4.7, 4.11 és 4.12. ábrák). Ezek alapján felvetődik a kérdés, hogy az m és k paramétereket esetleg fel lehet-e használni a fémtartalom meghatározására, vagy egyáltalán mutatnak-e bármilyen összefüggést



4.11. ábra. Az A_B/A_R amplitúdóarány fémtartalomfüggése. A szimbólumok jelentése ugyanaz, mint a 4.10. ábra esetében.

a $[\text{Fe}/\text{H}]$ aránnyal

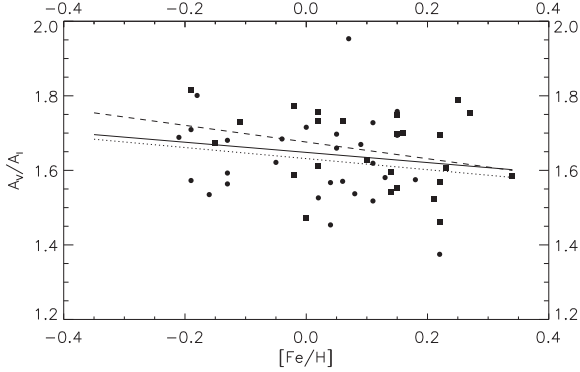
A 4.13. ábrán az m , a 4.14. ábrán pedig a k értékek fémtartalomfüggése látható. Sajnos mindkét paraméterhez szükség van az U sávbeli amplitúdóra, ami csak korlátozott számú csillag esetében áll rendelkezésre, így az ábrákon is aránylag kevés pont található.

Mindkét ábrán a hosszú periódusú cefeidák esetében látszik egy enyhén emelkedő trend, míg a 10,47 napnál rövidebb periódusú és a felhangban pulzáló cefeidák k értékei nem mutatnak összefüggést a fémtartalommal. A hosszú periódusú cefeidákra illesztett egyenesek egyenletei a következők:

$$m = 0,736(\pm 0,024) + 0,396(\pm 0,140) \times [\text{Fe}/\text{H}] \quad (4.5)$$

$$k = 2,225(\pm 0,152) + 2,558(\pm 0,889) \times [\text{Fe}/\text{H}] \quad (4.6)$$

Nem hagyhatjuk azonban figyelmen kívül ezen paraméterek jelentős periódusfüggését (3.8. és 3.10. ábrák, valamint a 3.4. és 3.6. egyenletek). Mind az m , mind pedig a k paraméter nagyobb értéket vesz fel a hosszabb pulzációs periódusú csillagok esetében. Ugyancsak a hosszabb periódusú csillagok esetében mérhetünk nagyobb



4.12. ábra. Az A_V/A_I amplitúdóarány fémtartalomfüggése. A szimbólumok jelentése ugyanaz, mint a 4.10. ábra esetében.

$[\text{Fe}/\text{H}]$ értékeket is (4.3. fejezet). Mivel a pulzációs periódus mindkét összefüggésre azonos irányban hat, a két reláció együttesen azt eredményezi, hogy az m és a k paraméterek fémtartalomfüggése önmagukban kevésbé észrevehető lesz.

Ennek kiküszöbölése érdekében érdemes megnézni, hogy milyen $[\text{Fe}/\text{H}]$ -függést mutat a pontoknak a 3.8. és 3.10. ábrákon látható egyenesektől való eltérése. Ezzel kiiktatjuk a relációból a periódusfüggést, és reményeink szerint a tényleges fémtartalomfüggést láthatjuk. Az eredményt a 4.15. és 4.16. ábra mutatja.

Az illesztett egyenesek egyenletei:

$$\Delta m = -0,060(\pm 0,022) + 0,492(\pm 0,128) \times [\text{Fe}/\text{H}] \quad (4.7)$$

$$\Delta k = -0,425(\pm 0,144) + 3,098(\pm 0,846) \times [\text{Fe}/\text{H}] \quad (4.8)$$

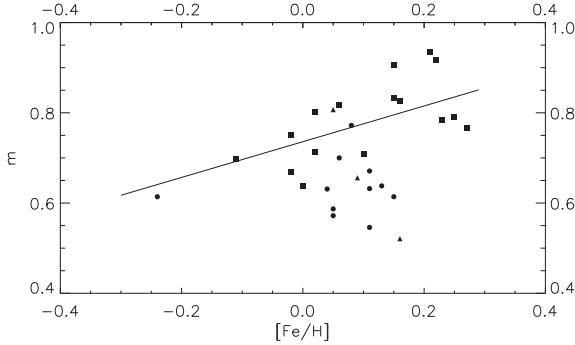
Az illesztett egyenesek meredekségének hibája nagyjából negyede a meredekségeknek, így – figyelembe véve a fémtartalmak pontatlanságát ($\pm 0,1$) és szűk tartományát – határozott összefüggéseknek tekinthetjük ezeket. Az előző ábrákkal ellentétben ezek az összefüggések a rövid periódusú és az első felhangban pulzáló cefeidákra is érvényesnek látszanak, legalábbis ezek a csillagok nem viselkednek

4.4. táblázat. A $[\text{Fe}/\text{H}]\text{--}q$ ábrára illesztett egyenesek paraméterei. Az illesztett egyenes egyenlete: $q = a + b \times [\text{Fe}/\text{H}]$.

minta	a	σ_a	b	σ_b	N
$A_{V_{\text{RAD}}}/A_B$					
alapmódus, $\log P < 1,02$	34,68	0,83	−14,09	7,37	23
alapmódus, $\log P > 1,02$	31,65	0,96	−3,53	5,54	23
összes alapmódusú cefeida	33,36	0,65	−9,45	4,49	46
első felhangú cefeidák	35,28	1,01	−16,80	8,91	15
A_B/A_R					
alapmódus, $\log P < 1,02$	1,863	0,012	0,211	0,097	34
alapmódus, $\log P > 1,02$	1,952	0,022	0,127	0,130	29
összes alapmódusú cefeida	1,902	0,013	0,209	0,087	63
A_V/A_I					
alapmódus, $\log P < 1,02$	1,630	0,022	−0,156	0,173	28
alapmódus, $\log P > 1,02$	1,672	0,025	−0,237	0,148	25
összes alapmódusú cefeida	1,646	0,016	−0,150	0,107	53

másként, mint a hosszú periódusúak. Sajnos azonban a rövid periódusúakat és a felhangban pulzálókat jelölő kevés pont igen szűk tartományon belülré esik, így önmagukban nem mutatnak fémtartalomfüggést, viszont egy pont kivételével (4.15. ábra bal széle) beleesnek a hosszú periódusú cefeidákra érvényes tartományba. Az egyetlen kilógó pont a WW Mon-t jelöli.

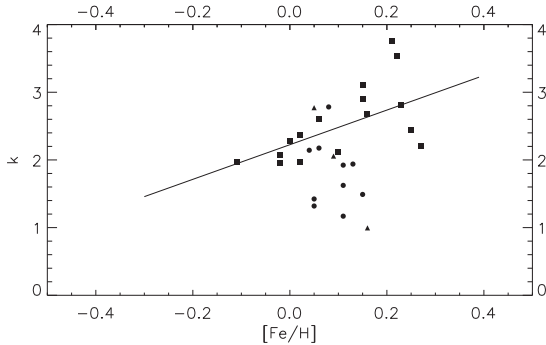
A WW Mon ugyan magányos csillagként szerepel a katalógusban, de több jel is arra mutat, hogy kettőscsillag. Egyrészt fotometriai adatok alapján is feltételezhető, másrészt a spektroszkópiai mérések is kék kísérő jelenlétére utalnak, de teljes biztonsággal nem jelenthető ki a kettősség. A kék kísérők leginkább a rövidebb hullámhosszakon fejtik ki hatásukat az amplitúdóra, melynek hatására az $1/\lambda$ függvényében ábrázolt amplitúdókra illesztett egyenes meredeksége (azaz az m paraméter) lecsökken. Tehát ha elfogadjuk, hogy a WW Mon kettőscsillag, akkor ahhoz, hogy illeszkedjen a többi pont által meghatározott összefüggésre, vörös kísérőre lenne



4.13. ábra. Az m paraméter fémtartalomfüggése. A körök az alpmódusú és rövid periódusú, a négyzetek az alpmódusú és hosszú periódusú, a háromszögek pedig az első felhangban pulzáló cefeidákat jelölik. Az illesztett egyenes csak a hosszú periódusú cefeidákra vonatkozik.

szükség. Ennek az ellentmondásnak a feloldására további fotometriai és spektroszkópiai észlelések szükségesek. Jelenleg sajnos a k érték sem számolható ki az I amplitúdó hiánya miatt.

Mint említettem, az m és k paraméterek esetén is szükség van az U sávbeli amplitúdókra. Sajnos manapság ezek az észlelések ritkaságszámba mennek. A k paraméter esetén esetleg el lehetne hagyni és csak a $BVRI$ amplitúdókat felhasználni, de az így kapott értékek nem minden esetben esnek akár csak a közelébe is az eredeti, 5 sáv alapján meghatározott értéknek. Továbbá ki lehet terjeszteni az illesztést az infravörös sávokra is (J , H és K). Az ezen sávokban meghatározott fotometriai amplitúdók megfelelő fázisfedettség és mérési pontosság esetén szintén követik a 3.5. egyenlet által leírt görbét. Jelenleg viszont még kevés csillagról áll rendelkezésre megfelelő észlelési adat infravörös sávokban.



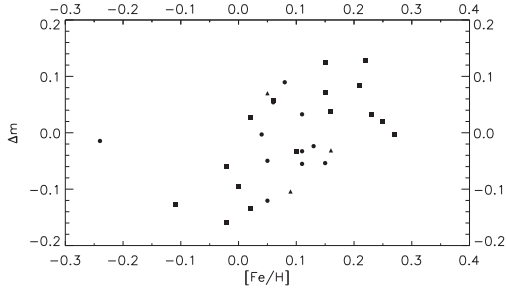
4.14. ábra. A k paraméter fémtartalomfüggése. A jelölések megegyeznek a 4.13. ábra jelöléseivel.

4.7. A $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek meghatározása a kapott összefüggések alapján

Kutatásaim egyik célja egy olyan módszer kifejlesztése volt, mellyel fotometriai mérések felhasználásával meghatározható az egyes csillagok kémiai összetétele, egészen pontosan a $[\text{Fe}/\text{H}]$ arány, lehetővé téve ezzel azt, hogy távolabbi galaxisok esetén is az egyes csillagokra egyenként figyelembe lehessen venni az eltérő fémtartalom-ból adódó korrekciókat (például a periódus-fényesség reláció esetében). Az észlelési technika napjainkban kezdi elérni azt a szintet, hogy képesek legyünk a szomszédos galaxisokban található csillagok kémiai összetételének spektroszkópiai meghatározására, de a távolabbi galaxisok egyedi csillagainak vizsgálatától még messze vagyunk. A Magellán-felhők cefeidáinak effajta mérései a közeljövőben jelentősen kiterjeszthetik a jelenlegi szűk $[\text{Fe}/\text{H}]$ -intervallumot, lehetőséget teremtve ezzel határozottabb összefüggések kimutatására is.

A 4. fejezet eddigi részében tárgyalt összefüggésekkel lehetőség nyílik a fémtartalom megbecslésére spektroszkópiai mérések nélkül. A B. függelékben (B.1. táblázat) láthatók az ezen összefüggések alapján számolt $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek.

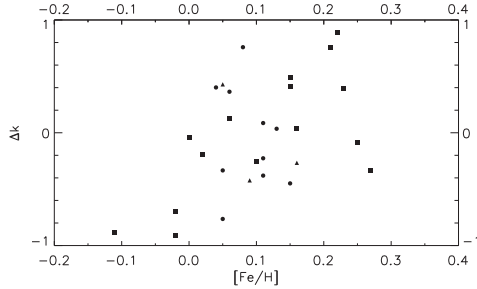
Az oszlopok sorrendben a következők:



4.15. ábra. A Δm paraméter fémtartalomfüggése. A jelölések megegyeznek a 4.13. ábra jelöléseivel.

- Név: a csillag neve
- P: pulzációs periódus (nap)
- $[\text{Fe}/\text{H}]_{sp}$: mért $[\text{Fe}/\text{H}]$
- $[\text{Fe}/\text{H}]_{q1}$: a A_{Vrad}/A_B arány alapján meghatározott $[\text{Fe}/\text{H}]$ az alpmódusú és rövid periódusú csillagokra (4.4. táblázat 1. sora)
- $[\text{Fe}/\text{H}]_{q2}$: a A_{Vrad}/A_B arány alapján meghatározott $[\text{Fe}/\text{H}]$ az alpmódusú csillagokra (4.4. táblázat 3. sora)
- $[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta m}$: a Δm -ből számított $[\text{Fe}/\text{H}]$ (4.7. egyenlet)
- $[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta k}$: a Δk -ből számított $[\text{Fe}/\text{H}]$ (4.8. egyenlet).

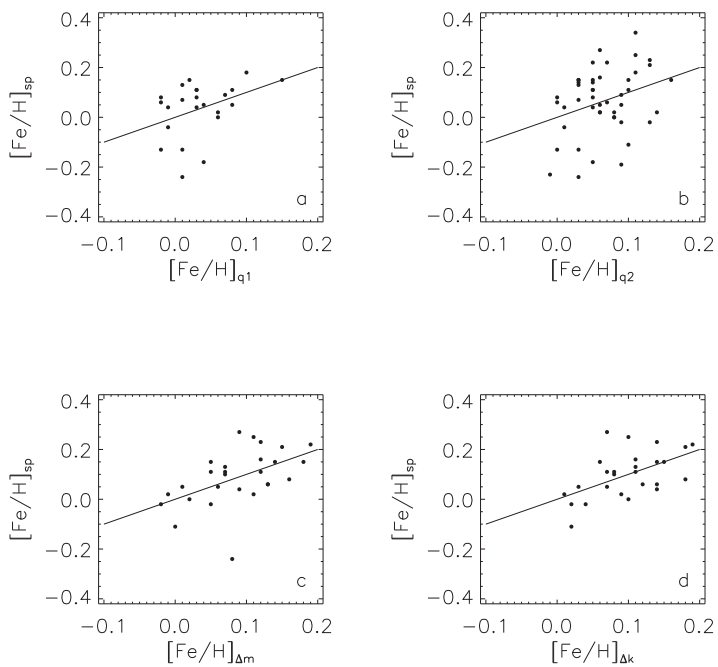
Összesen 98 csillagra sikerült valamelyik módszerrel $[\text{Fe}/\text{H}]$ értéket megállapítani, ebből 47 esetben állt rendelkezésre korábbi spektroszkópai érték, 51 csillagra viszont ez az első ilyen adat. Ezek mindegyike magányos csillag, mivel az előző felsorolásban említett összefüggések magányos csillagok alapján kerültek meghatározásra. A mért és a számított $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek közötti kapcsolat a 4.17. ábrán látható. Az a-d. panelek sorrendben a $[\text{Fe}/\text{H}]_{q1}$, $[\text{Fe}/\text{H}]_{q2}$, $[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta m}$ és $[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta k}$ alapján számolt fémtartalmakat mutatják.



4.16. ábra. A Δk paraméter fémtartalomfüggése. A jelölések megegyeznek a 4.13. ábra jelöléseivel.

A q alapján meghatározott két $[\text{Fe}/\text{H}]$ érték között nincs nagy eltérés, mivel a rövid periódusú csillagokra és a teljes periódustartományra illesztett egyenes közel halad egymáshoz. A Δm és Δk paraméterek alapján számolt értékek szintén közel vannak egymáshoz, ami azért különösen öröndetes, mert eltérő jellegű paraméterekről van szó. Az első esetben egy egyenes meredekségéről van szó, a Δk pedig egy hatványfüggvény kitevője.

Már az illesztéseknél is látszott (4.10., 4.15. és 4.16. ábra), hogy a q amplitúdóarány legfeljebb becslésre alkalmas, kizárhatók vele a nagyon alacsony és nagyon magas $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek. Ezzel szemben a Δm és a Δk paraméterrel már tudunk mondani egy közelítő értéket nagyjából $\pm 0,15$ dex pontossággal. A 4.17.c. panel alján látható kilógó pont továbbra is a WW Mon.



4.17. ábra. A számolt és a mért $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek összehasonlítása.

5. fejezet

Záró gondolatok

A jelen doktori disszertáció célja a cefeida típusú pulzáló változócsillagok amplitúdóinak, illetve az amplitúdók és az azokból számolt különféle paraméterek kémiai összetételől való függésének átfogó vizsgálata volt. A cefeidák a periódus – fényesség relációnak köszönhetően régóta az érdeklődés középpontjában állnak. Ennek ellenére az egyik legegyszerűbben mérhető tulajdonságukról, az amplitúdóról méltánytalanul elfeledkeztek az utóbbi időben. Továbbá az egyes csillagok eltérő kémiai összetételének hatását is csak a PL-reláció esetében vizsgálták, minden más összefüggést figyelmen kívül hagyva.

Dolgozatommal ezt a hiányt próbáltam meg pótolni a legújabb észlelési adatok felhasználásával. A 3. fejezetben felrajzolt új periódus–amplitúdó diagramon kívül bevezetésre került két új paraméter, melyekkel igen jól leírható a fotometriai amplitúdók csökkenése hosszabb hullámhosszak felé haladva. A 4. fejezetben az amplitúdók és ezen paraméterek fémtartalomfüggését vizsgálva kidolgoztam egy módszert, mellyel mindössze a pulzációs amplitúdókat felhasználva magányos csillag esetén megbecsülhető az adott cefeida fémtartalma.

A kutatás következő lépése az infravörös (J , H és K) sávok amplitúdóinak bevonása lesz. A mérési technológia fejlődésével egyre több és pontosabb infravörös észlelés születik. Már jelenleg is több, mint 50, az A. Függelék táblázatában szereplő csillagról áll rendelkezésre infravörös fénygörbe, mely szám a közeljövőben várhatóan gyorsan növekszik majd.

A kémiai összetétel fénygörbealakra gyakorolt hatásának vizsgálata szintén a

prioritási lista elején szerepel. Jelenleg is közel 200 galaktikus cefeida $[\text{Fe}/\text{H}]$ aránya ismert. A Magellán-felhők cefeidáinak ilyen irányú vizsgálata pedig napjainkban kezd elterjedni. Ezzel kiterjeszthetővé válik a – Tejútrendszer esetében – szűk kémiai összetételbeli intervallum, ami az eddigi vizsgálatok alapján elengedhetetlennek látszik a pontos összefüggések meghatározásához.

Ha a fénygörbe alapján meg lehet becsülni a fémtartalmat, akkor ezzel távolabbi galaxisok egyedi csillagaira is tudunk $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékeket mondani, ezzel pedig a periódus–fényesség relációt korrigálhatjuk, pontosítva ezzel a teljes extragalaktikus távolságskálát. Jelenleg ez spektroszkópiai mérésekkel lehetetlen vállalkozás. A fotometriai fényváltozás nagysága könnyen meghatározható extragalaktikus cefeidák esetében is, viszont igen jelentős szerepet kap ilyenkor a kettős és többes rendszerek esetén leírt amplitúdócsökkenés, ugyanis a galaxis méretéhez képest gyenge szögfelbontás miatt szinte kizárt, hogy csak a cefeida fényét mérjük, sokkal valószínűbb, hogy sok, látszólag közeli csillag együttes fényességét észleljük. Persze spektroszkópiai mérések esetén ugyancsak az lenne a probléma, hogy több, különböző spektráltípusú – és különböző kémiai összetételű – csillag együttes színképét észlelnénk.

Teendő tehát bőven akad még. Az eddigi kutatások eredményei alapján érdemes továbbhaladni a megkezdett úton, hogy a végén egységes, átfogó képet kapjunk ezen kozmológiai fontosságú pulzáló csillagok eddig méltánytalanul elhanyagolt területéről.

Köszönetnyilvánítások

E dolgozat nem jöhetett volna létre számos munkatársam és barátom segítségével nélkül. Legelőször szeretném megköszönni konzulensemnek, Dr. Szabados Lászlónak a rengeteg konzultációt és ötletet, valamint nyelvi lektorálását, amivel dolgozatom elkészültét segítette. Szintén köszönet illeti témavezetőmet, Dr. Sándor Zsoltot. Sokat köszönhetek korábbi szakdolgozati témavezetőmnek, Dr. Csizmadia Szilárdnak a sok hasznos észrevételéért és szakmai segítségéért, ami előrevitte kutatásaimat. Köszönet illeti továbbá Mező Györgyöt, amiért megosztotta velem elektronikus könyvtárát. Vida Krisztián, Holl András, Kiss Zoltán és Regály Zsolt számítástechnikai segítsége sokat gyorsított dolgozatom elkészültén. Szintén köszönettel tartozom a Magyar Tudományos Akadémia Konkoly Thege Miklós Csillagászati Kutatóintézetének, amiért kutatásaimhoz mindvégig használhattam a piszkés-tetői észlelőbázis távcsöveit. Ugyancsak köszönöm az Eötvös Loránd Tudományegyetem Csillagászati Tanszékének, név szerint Dr. Érdi Bálint és Dr. Petrovay Kristóf tanszékvezetőknek az Izsák Imre Asztrofizikai Observatórium használatának lehetőségét, továbbá Forgácsné Dr. Dajka Emesének és Marschalkó Gábornak, hogy rendelkezésemre álltak számítástechnikai kérdésekben. Köszönet illeti Prof. Dr. Heike Rauert és Dr. Anders Eriksont a berlini tanulmányutam alatti vendéglátásért. A dolgozat egyes részeinek elkészültéhez hathatós anyagi támogatást nyújtott a European Space Agency és a Magyar Űrkutatási Iroda a PECS programon (98090 pályázat) keresztül. Végezetül külön köszönettel tartozom páromnak, Révész Editnek a lelkieken nyújtott támogatásért és a sok kosárlabdameccsért, amivel kizökkentett a dolgozat írásának monotonításából.

A. függelék

A cefeidák paramétereirei

A.1. táblázat: Cefeidák paraméterei

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus	
U Aql	30,91	-11,62	7,024	6,48	1,571	1,162	0,782	0,623	0,461	41,6	35,8	0,705	0,040	2,078	0,019	—	1	0
SZ Aql	35,60	-2,34	17,139	8,67	2,91	1,84	1,16	0,94	0,740	62,0	33,7	0,917	0,127	3,531	0,072	0,22	0	0
TT Aql	36,00	-3,14	13,755	7,19	2,56	1,76	1,09	0,87	0,693	50,4	28,6	0,833	0,077	2,897	0,039	0,15	0	0
FF Aql	49,20	6,36	4,471	5,38	0,56	0,47	0,33	0,252	0,165	16,1	34,3	0,569	0,034	0,774	0,039	0,07	1	1
FM Aql	44,34	0,89	6,114	8,30	1,360	1,067	0,735	0,574	0,465	39,0	36,6	0,638	0,014	1,939	0,082	0,13	0	0
FN Aql	38,54	-3,11	9,482	8,40	1,197	0,861	0,556	0,441	0,364	32,0	37,2	0,761	0,053	2,743	0,044	0,03	1	0
V336 Aql	34,19	-2,14	7,304	9,87	—	1,127	0,734	0,594	0,484	—	—	—	—	—	—	—	0	0
V496 Aql	28,20	-7,13	6,807	7,76	0,799	0,565	0,373	0,283	0,237	19,5	34,5	0,783	0,052	2,773	0,131	0,10	1	1
V600 Aql	43,89	-2,63	7,239	10,06	1,400	0,974	0,661	0,520	0,430	33,5	34,4	0,772	0,069	2,783	0,042	0,08	0	0
V916 Aql	46,19	1,64	13,442	10,83	2,017	1,401	0,917	0,716	0,569	52,0	37,1	0,798	0,067	2,774	0,019	—	1	0
V1162 Aql	29,42	-18,60	5,376	7,81	1,011	0,755	0,512	0,397	0,326	29,5	39,1	0,700	0,029	2,175	0,036	0,06	0	0
V1344 Aql	39,15	-2,57	7,478	7,77	0,652	0,442	0,288	0,238	0,205	15,5	35,1	0,808	0,092	3,553	0,230	—	0	1
Eta Aql	40,94	-13,07	7,177	3,93	1,59	1,21	0,80	0,65	0,573	39,5	32,6	0,679	0,037	2,583	0,023	0,13	1	0
V340 Ara	335,19	-3,75	20,814	10,27	—	1,743	1,127	0,869	0,727	47,5	27,3	—	—	—	—	0,36	1	0
Y Aur	166,75	4,33	3,860	9,65	—	1,131	0,796	—	0,442	38,5	34,0	—	—	—	—	-0,18	0	0
RT Aur	183,15	8,92	3,728	5,48	1,36	1,19	0,80	0,629	0,463	35,0	29,4	0,546	0,058	1,169	0,017	0,11	0	0
RX Aur	165,77	-1,28	11,624	7,69	1,416	1,040	0,670	0,532	0,371	32,0	30,8	0,739	0,045	2,071	0,031	0,03	1	0
SY Aur	164,75	2,14	10,145	9,10	—	0,985	0,646	0,549	0,408	24,9	25,3	—	—	—	—	—	0	0
YZ Aur	167,28	0,94	18,193	10,36	1,526	1,299	0,840	0,635	—	54,5	42,0	0,607	0,055	—	—	-0,32	1	0
AN Aur	164,88	-0,99	10,290	10,48	—	1,015	0,686	0,545	—	36,5	36,0	—	—	—	—	-0,11	1	0
BK Aur	158,99	5,89	8,002	9,45	—	1,051	0,719	0,550	0,523	—	—	—	—	—	—	0,22	0	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
CY Aur	160,53	1,98	13,848	11,89	—	1,308	0,912	0,685	—	52,0	39,8	—	—	—	—	-0,23	0
ER Aur	165,49	1,72	15,698	11,54	—	0,889	0,607	0,474	—	—	—	—	—	—	—	-0,36	0
EW Aur	165,95	-3,98	2,660	13,53	—	1,152	0,820	0,689	—	—	—	—	—	—	—	-0,61	0
GV Aur	172,46	4,26	5,260	12,09	—	1,323	0,908	0,729	—	—	—	—	—	—	—	0,00	0
V335 Aur	172,22	3,98	3,413	12,50	—	1,334	0,952	0,740	—	—	—	—	—	—	—	-0,22	0
RW Cam	144,85	3,80	16,415	8,72	—	1,115	0,837	0,742	0,638	57,5	51,6	—	—	—	—	0,15	1
RX Cam	145,90	4,70	7,912	7,71	1,415	0,982	0,719	0,531	0,485	38,0	38,7	0,752	0,067	2,920	0,045	0,10	1
AB Cam	143,94	3,23	5,788	11,89	—	1,390	0,995	0,804	—	—	—	—	—	—	—	—	0
AC Cam	141,26	2,03	4,157	12,62	—	0,927	0,636	0,516	—	—	—	—	—	—	—	—	0
AD Cam	141,25	3,32	11,261	12,61	—	1,570	1,080	0,860	—	—	—	—	—	—	—	—	0
CK Cam	153,99	8,72	3,295	7,58	—	0,856	0,584	0,459	—	33,3	38,9	—	—	—	—	—	0
RY CMa	226,01	0,28	4,678	8,14	—	1,070	0,714	0,565	0,442	37,3	34,9	—	—	—	—	0,07	1
RZ CMa	231,15	-1,10	4,255	9,72	—	0,84	0,600	0,498	0,377	34,0	40,5	—	—	—	—	0,02	1
SS CMa	239,23	-4,20	12,356	9,95	1,971	1,454	0,981	0,779	0,614	34,1	23,4	0,708	0,041	2,353	0,057	—	1
TW CMa	229,12	0,12	6,995	9,58	—	0,927	0,627	0,508	0,401	34,0	36,7	—	—	—	—	-0,13	0
VZ CMa	239,86	-4,44	3,126	9,39	—	0,621	0,408	0,334	0,249	22,1	35,6	—	—	—	—	-0,01	1
BC CMa	235,38	-3,46	4,175	13,03	—	1,206	0,863	0,627	0,537	—	—	—	—	—	—	—	0
U Car	289,06	0,04	38,830	6,35	2,594	1,862	1,194	0,946	0,756	47,2	25,3	0,768	0,054	2,602	0,017	0,14	1
V Car	275,25	-12,28	6,697	7,38	—	0,957	0,608	0,479	0,383	31,0	32,4	—	—	—	—	0,04	1
SX Car	286,73	1,33	4,860	9,12	—	1,16	0,791	0,615	0,511	32,5	28,0	—	—	—	—	—	0
UW Car	285,59	-1,76	5,346	9,46	—	1,126	0,855	0,658	0,565	34,0	30,2	—	—	—	—	—	0
UX Car	284,78	0,16	3,682	8,34	1,53	1,20	0,84	0,66	—	33,0	27,5	0,626	0,013	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
UY Car	287,23	-3,24	5,544	9,00	—	1,088	0,775	0,596	0,443	36,5	33,5	—	—	—	—	—	0
UZ Car	287,29	-2,31	5,205	9,34	—	0,91	0,605	0,487	0,384	32,3	35,5	—	—	—	—	—	0
VY Car	286,55	1,21	18,893	7,50	2,612	1,726	1,092	0,853	0,679	52,7	30,5	0,874	0,094	3,146	0,020	—	1
WW Car	288,20	0,01	4,677	9,77	—	1,13	0,777	0,608	0,499	38,5	34,1	—	—	—	—	—	0
WZ Car	289,30	-1,18	23,015	9,32	—	1,977	1,275	0,945	0,789	—	—	—	—	—	—	0,18	1
XX Car	291,29	-4,88	15,706	9,41	2,69	2,02	1,30	1,01	0,687	—	—	0,724	0,032	1,889	0,024	—	1
XY Car	291,42	-3,86	12,439	9,33	1,89	1,37	0,88	0,66	—	41,3	30,1	0,775	0,037	—	—	—	0
XZ Car	290,30	-0,77	16,650	8,65	2,21	1,65	1,07	0,82	0,640	54,7	33,2	0,730	0,030	2,124	0,025	—	0
YZ Car	285,58	-1,39	18,166	8,75	1,670	1,258	0,805	0,616	0,509	32,3	25,7	0,729	0,029	2,218	0,033	—	1
AQ Car	285,77	-3,30	9,769	8,87	1,28	0,96	0,61	0,48	—	29,5	30,7	0,728	0,038	—	—	—	0
CN Car	283,56	-1,29	4,933	10,72	—	—	0,684	0,545	0,432	—	—	—	—	—	—	—	0
CQ Car	286,24	-1,73	5,319	13,78	—	1,193	0,774	—	0,502	—	—	—	—	—	—	—	0
CR Car	285,67	-0,37	9,761	11,57	—	0,81	0,560	—	0,362	27,0	33,3	—	—	—	—	—	0
CT Car	287,63	-2,77	18,062	12,29	—	—	0,983	0,740	—	52,5	—	—	—	—	—	—	0
CY Car	289,49	-0,87	4,266	9,80	—	0,90	0,551	—	0,339	30,0	33,3	—	—	—	—	—	0
ER Car	290,09	1,47	7,719	6,83	—	0,883	0,564	0,440	0,355	33,0	37,4	—	—	—	—	—	0
FI Car	287,78	0,69	13,458	11,63	—	1,09	0,731	—	0,479	43,0	39,4	—	—	—	—	—	0
FK Car	288,72	-0,37	23,254	12,50	—	1,700	1,170	0,950	0,690	—	—	—	—	—	—	—	0
FM Car	289,88	-0,96	7,639	12,96	—	1,137	0,859	—	0,537	—	—	—	—	—	—	—	0
FR Car	291,09	0,57	10,717	9,68	1,615	1,074	0,687	0,543	0,429	—	—	0,857	0,093	3,197	0,082	—	1
FZ Car	288,40	0,32	3,578	12,02	0,62	0,51	0,32	0,26	—	17,0	33,3	0,631	0,050	—	—	—	0
GH Car	290,94	-0,25	5,726	9,18	—	0,446	0,300	0,254	—	16,0	35,9	—	—	—	—	—	1

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
Gl Car 290,26	2,54	4,431	8,33	0,59	0,50	0,34	0,25	—	15,3	30,6	0,592	0,047	—	—	—	—	1
GX Car 281,57	-3,06	7,197	9,39	—	—	—	0,804	0,665	0,493	—	—	—	—	—	—	—	0
HW Car 287,67	-2,25	9,196	9,17	—	0,578	0,376	0,322	0,249	—	—	—	—	—	—	—	—	0
II Car 288,19	-0,75	65,147	12,63	—	1,230	0,888	—	0,580	—	—	—	—	—	—	—	—	0
IM Car 289,11	-0,84	5,336	12,00	—	0,966	0,627	0,462	0,423	—	—	—	—	—	—	—	—	0
IO Car 298,34	-0,94	13,594	11,11	—	0,470	0,320	0,260	0,190	—	—	—	—	—	—	—	—	1
IT Car 291,47	-1,11	7,531	8,10	—	0,532	0,334	0,275	0,214	17,7	33,3	—	—	—	—	—	—	1
V397 Car 286,86	-8,91	2,063	8,32	—	0,316	0,215	0,188	0,134	14,0	44,3	—	—	—	—	—	—	1
I Car 283,20	-7,00	35,560	3,75	—	1,089	0,725	0,550	0,470	39,0	35,8	—	—	—	—	0,14	—	0
RS Cas 114,47	0,78	6,296	9,96	—	1,169	—	0,646	0,558	38,0	32,5	—	—	—	—	—	—	0
RW Cas 129,03	-4,57	14,790	9,21	2,520	1,828	1,167	0,906	0,665	60,8	33,3	0,766	0,045	2,203	0,021	0,27	—	0
RY Cas 115,29	-3,25	12,141	9,96	1,758	1,434	0,909	0,761	0,585	41,5	28,9	0,623	0,050	1,644	0,027	0,31	—	0
SU Cas 133,47	8,52	1,949	5,98	0,63	0,56	0,40	0,318	0,257	20,0	35,7	0,491	0,054	0,626	0,035	0,04	—	1
SW Cas 109,67	-1,61	5,441	9,73	—	0,970	0,704	0,512	0,447	27,0	27,8	—	—	—	—	0,18	—	0
SY Cas 118,19	-4,11	4,071	9,90	1,404	1,137	0,798	0,627	—	35,0	30,8	0,593	0,017	—	—	0,09	—	1
SZ Cas 134,84	-1,18	13,650	9,86	0,780	0,610	0,410	0,320	0,270	17,2	28,2	0,656	0,020	2,057	0,108	0,09	—	1
UZ Cas 125,49	-1,55	4,259	11,38	—	1,116	0,806	0,630	0,483	49,5	44,4	—	—	—	—	—	—	1
VV Cas 130,36	-2,12	6,207	10,76	—	1,361	0,943	0,721	0,567	—	—	—	—	—	—	—	—	0
VW Cas 124,63	-1,07	5,994	10,72	1,29	1,04	0,71	0,56	0,408	46,5	44,7	0,613	0,022	1,336	0,064	—	—	1
XY Cas 122,74	-2,74	4,502	9,95	—	0,842	0,558	0,442	—	33,0	39,2	—	—	—	—	0,08	—	0
AP Cas 120,87	0,11	6,847	11,55	—	0,919	0,664	0,500	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0
AW Cas 125,85	-1,11	4,278	12,10	—	1,103	0,779	0,603	0,529	—	—	—	—	—	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
BF Cas	118,41	-1,56	3,630	12,51	—	1,229	0,870	0,690	—	39,0	31,7	—	—	—	—	—	0
BP Cas	125,37	2,84	6,273	10,95	—	0,959	0,715	0,557	—	40,0	41,7	—	—	—	—	—	0
BV Cas	127,40	-0,25	5,400	12,43	—	1,175	0,825	0,657	—	—	—	—	—	—	—	—	0
BY Cas	129,55	-0,73	3,222	10,39	—	0,541	0,368	0,308	0,252	18,0	33,3	—	—	—	—	—	1
CD Cas	115,48	1,10	7,801	10,77	—	1,224	0,814	0,639	—	—	—	—	—	—	—	—	0
CEA Cas	116,56	-1,00	5,141	10,94	1,04	0,81	0,59	0,47	—	26,0	32,1	0,603	0,015	—	—	0,23	1
CEB Cas	116,56	-1,00	4,479	11,09	1,40	1,04	0,67	0,53	—	29,0	27,9	0,729	0,040	—	—	0,27	1
CF Cas	116,58	-0,99	4,875	11,15	1,051	0,829	0,564	0,451	0,388	32,0	38,6	0,631	0,022	2,143	0,052	0,04	0
CG Cas	116,85	-1,31	4,366	11,37	—	1,224	0,855	0,653	—	33,0	27,0	—	—	—	—	—	1
CH Cas	112,90	1,64	15,089	11,03	—	1,544	1,023	0,822	0,604	—	—	—	—	—	—	0,22	0
CT Cas	119,40	0,52	3,811	12,28	—	0,876	0,624	0,475	—	38,0	43,4	—	—	—	—	—	0
CY Cas	113,87	1,96	14,366	11,69	—	1,799	1,186	0,889	—	—	—	—	—	—	—	0,11	0
CZ Cas	114,70	0,67	5,664	11,74	—	1,162	0,832	0,618	0,471	—	—	—	—	—	—	—	0
DD Cas	116,78	0,49	9,812	9,89	1,203	0,877	0,579	0,544	0,378	35,0	39,9	0,667	0,092	2,382	0,041	0,15	1
DF Cas	136,04	1,51	3,832	10,87	—	0,870	0,594	0,470	—	—	—	—	—	—	—	0,18	0
DL Cas	120,27	-2,55	8,001	8,98	1,14	0,86	0,57	0,46	0,388	32,3	37,6	0,689	0,037	2,316	0,047	0,04	1
EX Cas	117,21	-0,42	4,305	12,82	—	0,848	0,620	0,465	—	—	—	—	—	—	—	—	0
FM Cas	117,78	-6,25	5,809	9,14	—	0,884	0,576	0,466	0,342	34,1	38,6	—	—	—	—	-0,04	0
GO Cas	135,79	-0,88	3,239	13,23	—	0,781	0,538	0,432	—	—	—	—	—	—	—	—	0
IO Cas	129,93	-2,50	5,604	13,70	—	1,221	0,875	0,670	—	—	—	—	—	—	—	-0,51	0
KK Cas	115,32	-2,05	8,192	11,94	—	0,860	0,620	0,459	—	—	—	—	—	—	—	—	0
LT Cas	135,38	3,24	5,904	12,57	—	1,390	0,966	0,763	—	48,0	34,5	—	—	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus	
NY Cas	121,46	-4,24	2,823	13,34	—	0,677	0,437	0,337	—	—	—	—	—	—	—	-0,42	0	1
OP Cas	122,39	0,67	5,513	11,93	—	0,903	0,586	0,465	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0
OZ Cas	125,63	-0,70	5,079	13,50	—	0,913	0,679	0,527	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0
V342 Cas	108,68	-1,88	3,920	12,05	—	0,736	0,485	0,398	0,328	—	—	—	—	—	—	—	0	0
V379 Cas	119,90	-1,93	4,306	9,12	—	0,466	0,342	0,285	—	16,9	36,3	—	—	—	—	0,11	0	1
V407 Cas	116,31	-0,06	4,585	12,01	—	0,705	0,468	0,370	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0
V636 Cas	127,50	1,09	8,376	7,20	—	0,282	0,196	0,152	—	9,5	33,7	—	—	—	—	0,11	0	1
V Cen	316,44	3,31	5,494	6,87	—	1,198	0,805	0,636	0,494	36,5	30,5	—	—	—	—	0,09	0	0
TX Cen	315,18	-0,60	17,096	10,59	—	1,764	1,132	0,879	0,710	—	—	—	—	—	—	—	0	0
VW Cen	307,56	-1,57	15,038	10,30	2,449	1,634	1,022	0,804	0,624	49,0	30,0	0,867	0,090	3,081	0,052	0,12	1	0
XX Cen	309,46	4,64	10,953	7,85	—	1,419	0,932	—	0,577	33,0	23,3	—	—	—	—	0,09	1	0
AY Cen	292,57	0,39	5,310	8,84	—	0,900	0,552	0,435	0,340	30,5	33,9	—	—	—	—	—	0	0
AZ Cen	292,79	-0,21	3,212	8,64	—	0,513	0,341	0,306	0,205	15,7	30,6	—	—	—	—	—	0	1
BB Cen	296,38	-0,72	3,998	10,09	0,886	0,662	0,432	0,390	0,265	17,6	26,6	0,665	0,072	2,210	0,166	—	0	1
KK Cen	294,18	2,71	12,180	11,52	—	1,531	1,047	0,815	0,637	—	—	—	—	—	—	—	0	0
KN Cen	307,75	-2,11	34,048	9,93	—	1,446	1,045	0,830	0,723	46,5	32,2	—	—	—	—	0,36	1	0
LV Cen	294,27	-1,69	4,975	12,55	—	—	0,595	0,436	0,408	—	—	—	—	—	—	—	0	0
MZ Cen	305,38	-1,56	10,353	11,57	—	1,091	0,678	0,539	0,424	—	—	—	—	—	—	—	0	0
OO Cen	306,88	-0,56	12,880	12,07	—	1,18	0,855	0,700	0,609	42,5	36,0	—	—	—	—	—	1	0
QY Cen	311,90	-0,21	17,752	11,81	—	1,65	1,035	0,857	0,675	51,0	30,9	—	—	—	—	—	0	0
V339 Cen	313,48	-0,54	9,466	8,77	1,389	0,935	0,614	0,498	0,415	29,1	31,1	0,818	0,092	3,237	0,048	—	1	0
V378 Cen	306,12	0,32	6,459	8,47	—	0,576	0,373	0,319	0,230	20,5	35,6	—	—	—	—	—	0	1

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
V381 Cen	310,84	4,38	5,079	7,68	—	1,044	0,689	0,531	0,425	34,5	33,0	—	—	—	—	—	0
V419 Cen	292,07	4,26	5,507	8,19	—	0,486	0,329	0,249	0,205	15,5	31,9	—	—	—	—	—	0
V496 Cen	304,36	1,96	4,424	9,99	—	0,882	0,557	0,437	0,372	—	—	—	—	—	—	—	0
V659 Cen	307,69	0,92	5,622	6,60	—	0,364	0,256	0,232	0,162	15,5	42,6	—	—	—	—	—	1
V737 Cen	315,00	-1,64	7,066	6,72	—	0,606	0,384	0,287	0,260	22,5	37,1	—	—	—	—	—	0
V898 Cen	288,66	5,52	3,527	8,00	—	0,372	0,269	—	0,174	13,2	35,5	—	—	—	—	—	0
AK Cep	105,06	0,37	7,233	11,20	—	0,943	0,646	0,492	0,352	44,5	47,2	—	—	—	—	—	0
CP Cep	100,44	1,07	17,859	10,62	—	1,265	0,817	0,623	0,446	46,3	36,6	—	—	—	—	0,04	0
CR Cep	107,64	0,34	6,233	9,66	0,85	0,56	0,36	0,293	0,230	24,5	43,8	0,855	0,105	3,193	0,052	-0,01	1
IR Cep	103,41	4,91	2,114	7,79	0,636	0,506	0,371	0,300	0,263	20,5	40,5	0,571	0,010	2,109	0,254	0,16	1
KO Cep	101,98	0,09	4,558	14,14	—	0,784	0,543	0,431	—	—	—	—	—	—	—	—	0
δ Cep	105,19	0,53	5,366	3,99	1,57	1,27	0,83	0,663	0,502	38,5	30,3	0,630	0,035	1,510	0,049	0,14	0
AV Cir	313,97	-7,22	3,065	7,44	—	0,454	0,304	0,237	0,189	14,8	32,6	—	—	—	—	—	1
AX Cir	315,83	-4,01	5,273	5,89	—	0,571	0,435	0,355	0,306	29,0	50,8	—	—	—	—	—	0
BP Cir	316,25	-1,61	2,398	7,57	—	0,433	0,319	0,276	0,210	15,0	34,6	—	—	—	—	—	1
R Cru	299,63	1,06	5,826	6,80	—	1,198	0,789	0,660	0,490	35,0	29,2	—	—	—	—	—	0
S Cru	303,32	4,44	4,688	6,62	—	1,089	0,735	0,582	0,445	31,0	28,5	—	—	—	—	—	0
T Cru	299,44	0,39	6,733	6,58	—	0,752	0,479	0,371	0,299	30,5	40,6	—	—	—	—	—	0
X Cru	302,28	3,74	6,220	8,42	1,01	0,83	0,55	0,44	—	24,0	28,9	0,607	0,036	—	—	—	0
SU Cru	299,21	-0,65	12,848	9,81	2,250	1,218	0,640	0,388	0,211	27,0	22,2	1,294	0,183	3,691	0,031	—	0
SV Cru	296,83	-0,41	7,004	12,13	—	1,062	0,744	—	0,495	35,5	33,4	—	—	—	—	—	0
VV Cru	299,93	-1,76	6,121	12,02	—	—	0,651	0,518	0,419	—	—	—	—	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
VW Cru	300,91	-0,71	5,265	9,64	—	—	0,648	0,529	0,300	31,5	—	—	—	—	—	—	0
VX Cru	300,88	1,57	12,213	12,03	—	1,423	0,957	0,816	—	36,9	25,9	—	—	—	—	—	1
AD Cru	298,45	0,44	6,398	11,08	—	—	0,777	—	0,516	—	—	—	—	—	—	—	0
AG Cru	301,67	3,05	3,837	8,26	—	1,235	0,844	—	0,517	33,5	27,1	—	—	—	—	—	1
BG Cru	300,42	3,35	3,343	5,49	—	0,284	0,201	0,156	0,131	10,7	37,7	—	—	—	—	0,03	1
X Cyg	76,87	-4,26	16,386	6,44	2,503	1,612	1,024	0,790	0,586	55,5	34,4	0,907	0,107	3,103	0,020	0,15	0
SU Cyg	64,76	2,50	3,845	6,89	1,173	0,984	0,755	0,597	0,488	37,0	37,6	0,499	0,020	1,106	0,034	—	1
SZ Cyg	84,45	3,98	15,110	9,47	1,983	1,465	0,918	0,731	0,519	54,5	37,2	0,748	0,046	2,081	0,037	0,14	1
TX Cyg	84,35	-2,30	14,710	9,57	2,761	1,929	1,281	0,980	0,716	54,0	28,0	0,790	0,060	2,443	0,034	0,25	0
VX Cyg	82,18	-3,49	20,135	10,12	—	1,567	0,994	0,776	0,623	54,0	34,5	—	—	—	—	0,14	0
VY Cyg	82,90	-4,62	7,857	9,62	1,492	1,260	0,863	0,670	0,520	42,0	33,3	0,572	0,040	1,319	0,028	0,05	0
VZ Cyg	91,52	-8,51	4,864	8,98	1,288	1,060	0,655	0,522	0,388	32,8	30,9	0,646	0,052	1,441	0,039	0,10	1
BZ Cyg	84,80	1,38	10,142	10,23	—	0,726	0,487	0,396	0,314	28,5	39,3	—	—	—	—	0,24	1
CD Cyg	71,07	1,43	17,076	9,01	2,70	1,87	1,18	0,91	0,694	61,8	33,0	0,826	0,066	2,673	0,029	0,16	0
DT Cyg	76,55	-10,78	2,499	5,78	0,454	0,403	0,284	0,214	0,182	14,5	36,0	0,521	0,062	0,996	0,073	0,16	1
EP Cyg	66,58	3,49	4,289	12,78	—	1,231	0,793	0,666	0,561	—	—	—	—	—	—	—	0
EX Cyg	67,51	1,72	4,851	13,00	—	1,093	0,722	0,566	0,449	—	—	—	—	—	—	—	0
EZ Cyg	67,07	0,58	11,660	11,09	—	1,408	0,898	0,712	0,571	—	—	—	—	—	—	—	0
GH Cyg	66,52	-0,08	7,818	9,95	—	1,092	0,755	0,590	0,480	33,5	30,7	—	—	—	—	—	0
GI Cyg	70,21	2,10	5,783	11,76	—	1,023	0,608	0,533	0,356	—	—	—	—	—	—	—	0
IY Cyg	68,09	1,77	21,760	13,16	—	1,756	1,199	0,931	0,723	—	—	—	—	—	—	—	0
KX Cyg	78,62	1,71	20,052	12,00	—	1,660	1,114	0,849	0,676	—	—	—	—	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
MW Cyg	70,92	-0,63	5,955	9,51	1,44	1,07	0,72	0,566	0,430	37,5	35,0	0,705	0,035	2,096	0,027	0,14	1
V347 Cyg	86,04	1,16	8,736	12,50	—	1,003	0,703	0,552	—	—	—	—	—	—	—	—	0
V356 Cyg	88,34	-0,56	5,058	12,47	—	1,105	0,761	0,613	—	—	—	—	—	—	—	—	0
V386 Cyg	85,52	-4,89	5,258	9,66	1,301	1,043	0,724	0,547	0,408	36,0	34,5	0,624	0,015	1,348	0,050	0,16	1
V396 Cyg	79,04	3,84	33,242	11,45	—	—	0,839	0,715	0,586	—	—	—	—	—	—	—	0
V402 Cyg	74,15	2,26	4,365	9,89	—	0,836	0,584	0,446	0,299	30,3	36,2	—	—	—	—	0,07	0
V438 Cyg	77,63	2,28	11,211	10,98	—	1,541	1,049	0,851	—	45,0	29,2	—	—	—	—	—	0
V459 Cyg	90,47	0,69	7,251	10,62	—	1,046	0,775	—	0,430	37,0	35,4	—	—	—	—	—	0
V492 Cyg	72,92	0,96	7,580	12,40	—	0,735	0,497	0,393	—	—	—	—	—	—	—	—	0
V495 Cyg	73,12	-0,07	6,721	10,63	0,590	0,570	0,420	0,350	0,220	26,5	46,5	0,381	0,079	0,665	0,011	—	1
V514 Cyg	84,96	1,46	5,099	11,46	—	1,147	0,815	0,657	0,540	—	—	—	—	—	—	—	0
V520 Cyg	87,50	1,60	4,049	10,87	1,070	0,873	0,619	0,510	0,404	34,0	38,9	0,561	0,021	1,502	0,039	—	1
V532 Cyg	88,96	-3,04	3,284	9,09	—	0,465	0,325	0,279	0,190	18,0	38,7	—	—	—	—	0,01	1
V538 Cyg	95,32	-0,40	6,119	10,47	—	0,767	0,504	0,391	0,349	31,0	40,4	—	—	—	—	—	0
V547 Cyg	71,64	3,40	6,225	13,43	—	1,279	0,975	0,716	0,529	—	—	—	—	—	—	—	0
V554 Cyg	76,51	4,19	4,328	14,21	—	0,975	0,709	0,558	—	—	—	—	—	—	—	—	0
V609 Cyg	96,02	2,68	31,080	11,06	2,686	1,740	1,156	0,936	0,708	—	—	0,858	0,115	3,243	0,032	—	0
V621 Cyg	93,03	-1,77	5,864	11,79	—	1,294	0,867	0,675	—	—	—	—	—	—	—	—	0
V924 Cyg	66,88	5,33	5,571	10,71	—	0,399	0,305	0,177	0,118	15,0	37,6	—	—	—	—	-0,04	0
V1020 Cyg	69,28	1,62	4,920	13,75	—	1,030	0,741	0,591	0,463	—	—	—	—	—	—	—	0
V1025 Cyg	67,94	0,38	6,962	13,01	—	—	0,716	0,628	0,432	—	—	—	—	—	—	—	0
V1033 Cyg	69,94	0,49	4,946	13,09	—	1,018	0,714	0,562	—	—	—	—	—	—	—	—	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
V1154 Cyg	77,22	8,76	4,925	9,20	0,838	0,609	0,393	0,322	0,252	25,7	42,2	0,739	0,057	2,361	0,107	-0,05	1
V1334 Cyg	83,62	-7,95	3,333	5,87	0,242	0,235	0,176	0,160	—	9,3	39,6	0,327	0,070	—	—	0,01	1
V1467 Cyg	69,65	0,65	48,513	13,53	—	1,479	0,998	0,797	0,553	—	—	—	—	—	—	—	0
V1726 Cyg	92,51	-1,61	4,237	9,01	—	0,320	0,202	0,182	0,146	8,5	26,6	—	—	—	—	0,03	0
Beta Dor	271,73	-32,78	9,842	3,75	—	0,960	0,630	0,476	0,402	33,0	34,4	—	—	—	—	0,04	0
W Gem	197,43	3,38	7,914	6,98	1,61	1,22	0,81	0,62	0,500	42,0	34,4	0,702	0,022	2,082	0,026	0,04	1
AA Gem	184,59	2,70	11,302	9,74	—	1,021	0,689	0,541	0,416	31,5	30,9	—	—	—	—	-0,19	1
AD Gem	193,27	7,63	3,788	9,88	1,12	0,94	0,63	0,511	0,365	37,0	39,4	0,575	0,041	1,266	0,013	-0,14	1
DX Gem	198,07	2,76	3,137	10,75	—	0,555	0,380	0,305	0,255	22,0	39,6	—	—	—	—	0,03	1
Zeta Gem	195,75	11,90	10,148	3,93	1,08	0,77	0,48	0,373	0,308	27,3	35,5	0,797	0,054	2,753	0,032	0,09	1
V Lac	106,47	-2,57	4,983	8,98	1,67	1,38	0,93	0,753	0,548	41,5	30,1	0,587	0,035	1,423	0,029	0,05	0
X Lac	106,57	-2,50	5,445	8,42	0,754	0,616	0,400	0,314	0,260	23,0	37,3	0,631	0,038	1,608	0,060	0,03	1
Y Lac	98,72	-4,03	4,324	9,17	1,167	1,021	0,733	0,556	0,469	36,0	35,3	0,520	0,052	1,072	0,076	0,01	1
Z Lac	105,76	-1,62	10,886	8,45	2,065	1,471	0,964	0,763	0,547	42,0	28,6	0,764	0,057	2,289	0,040	0,06	1
RR Lac	105,64	-2,01	6,416	8,88	1,497	1,198	0,788	0,599	0,476	36,0	30,1	0,655	0,026	1,609	0,037	0,18	1
BG Lac	92,97	-9,26	5,332	8,90	1,152	0,871	0,616	0,490	0,452	35,0	40,2	0,652	0,029	2,751	0,024	0,04	1
V411 Lac	101,30	-5,83	2,908	7,81	0,42	0,34	0,23	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0
GH Lup	324,95	3,34	9,278	7,64	0,390	0,276	0,174	0,132	0,107	10,1	36,6	0,807	0,052	2,491	0,098	0,09	1
T Mon	203,63	-2,55	27,033	6,19	2,190	1,581	1,010	0,789	0,645	46,8	29,6	0,768	0,049	2,535	0,029	0,20	1
SV Mon	203,74	-3,67	15,233	8,28	2,465	1,745	1,122	0,838	0,639	58,0	33,2	0,801	0,048	2,365	0,060	0,02	0
TW Mon	212,82	-0,19	7,097	12,59	—	—	0,535	0,401	0,313	—	—	—	—	—	—	-0,19	0
TX Mon	214,14	-0,78	8,702	10,98	—	0,868	0,612	0,501	0,420	39,0	44,9	—	—	—	—	-0,09	1

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
TY Mon	213,36	1,25	4,023	11,76	—	0,910	0,594	0,484	0,380	—	—	—	—	—	—	—	0
TZ Mon	214,01	1,29	7,428	10,78	—	1,109	0,732	0,552	0,440	42,0	37,9	—	—	—	—	-0,07	1
UY Mon	205,17	6,00	2,398	9,40	—	0,587	0,401	0,362	0,244	20,2	34,4	—	—	—	—	-0,03	0
WW Mon	202,71	0,27	4,662	12,55	1,73	1,33	0,98	0,77	—	48,0	36,1	0,614	0,020	—	—	-0,24	0
XX Mon	215,52	-1,11	5,456	11,93	—	1,180	0,751	0,634	0,463	37,0	31,4	—	—	—	—	-0,05	1
AA Mon	217,03	-0,43	3,938	12,74	—	1,033	0,703	0,552	0,458	—	—	—	—	—	—	-0,16	0
AC Mon	221,77	-1,85	8,014	10,09	—	1,07	0,676	0,545	0,425	34,5	32,2	—	—	—	—	-0,17	1
BE Mon	204,87	0,96	2,706	10,60	—	0,830	0,606	0,451	0,392	30,5	36,7	—	—	—	—	—	0
BV Mon	209,51	3,25	3,014	11,45	—	1,153	0,817	0,625	0,510	—	—	—	—	—	—	—	0
CS Mon	204,82	-1,23	6,732	11,01	—	0,780	0,510	0,391	0,349	—	—	—	—	—	—	—	1
CU Mon	210,76	-4,13	4,708	13,63	—	1,056	0,748	0,587	0,443	—	—	—	—	—	—	-0,21	0
CV Mon	208,57	-1,79	5,379	10,33	—	1,001	0,696	0,527	0,416	38,0	38,0	—	—	—	—	0,02	1
EK Mon	215,27	-0,82	3,958	11,07	—	0,833	0,561	0,453	0,346	—	—	—	—	—	—	-0,05	0
FG Mon	221,65	-0,09	4,497	13,31	—	—	0,954	0,661	—	—	—	—	—	—	—	-0,15	0
FI Mon	221,48	1,02	3,288	12,94	—	1,034	0,684	0,533	0,407	40,5	39,2	—	—	—	—	-0,13	0
V465 Mon	214,90	3,69	2,713	10,39	—	0,526	0,369	0,288	0,226	17,5	33,3	—	—	—	—	0,08	1
V484 Mon	212,53	-5,51	3,135	13,76	—	—	0,865	0,718	0,550	—	—	—	—	—	—	-0,19	0
V495 Mon	213,81	-4,49	4,097	12,44	—	0,904	0,587	0,421	0,307	33,5	37,1	—	—	—	—	-0,21	1
V504 Mon	215,69	-3,29	2,774	11,82	—	0,615	0,425	0,328	0,270	—	—	—	—	—	—	-0,26	0
V508 Mon	208,91	0,86	4,134	10,53	—	0,631	0,449	0,381	0,248	26,0	41,2	—	—	—	—	-0,20	1
V510 Mon	210,24	0,26	7,457	12,69	—	0,567	0,405	0,296	0,256	22,5	39,7	—	—	—	—	-0,14	0
V526 Mon	215,13	1,81	2,675	8,60	—	0,424	0,295	0,280	0,174	—	—	—	—	—	—	-0,08	1

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus	
R Mus	302,10	-6,55	7,512	6,33	—	1,236	0,822	0,628	0,505	37,0	29,9	—	—	—	—	—	1	0
S Mus	299,64	-7,53	9,660	6,13	—	0,745	0,542	0,444	0,385	31,0	41,6	—	—	—	—	0,18	1	0
RT Mus	296,53	-5,27	3,086	9,05	1,42	1,11	0,75	0,59	—	33,5	30,2	0,650	0,020	—	—	—	1	0
UU Mus	296,83	-3,24	11,636	9,83	2,223	1,676	1,090	0,860	0,670	—	—	0,708	0,034	2,111	0,027	0,10	0	0
S Nor	327,75	-5,40	9,754	6,41	—	1,017	0,673	0,539	0,435	33,6	33,0	—	—	—	—	0,10	1	0
U Nor	325,65	-0,16	12,655	9,29	2,123	1,455	0,999	0,783	0,622	37,2	25,6	0,783	0,077	2,819	0,017	0,23	0	0
RS Nor	329,08	-1,19	6,198	10,05	—	1,114	—	0,619	0,470	31,0	27,8	—	—	—	—	—	0	0
SY Nor	327,50	-0,68	12,646	9,55	—	1,299	0,870	0,785	—	50,0	38,5	—	—	—	—	—	1	0
TW Nor	330,36	0,30	10,760	11,66	—	1,271	0,916	0,706	0,590	46,5	36,6	—	—	—	—	0,15	0	0
GU Nor	330,54	-1,74	3,453	10,37	—	0,794	0,541	0,432	0,320	27,5	34,6	—	—	—	—	—	0	0
QZ Nor	329,46	-2,12	3,786	8,87	—	0,446	0,298	0,262	0,190	15,1	33,9	—	—	—	—	0,17	0	1
V340 Nor	329,75	-2,23	11,287	8,41	0,67	0,47	0,30	0,23	0,198	18,0	38,3	0,807	0,058	2,772	0,141	0,05	0	1
Y Oph	20,60	10,12	17,131	6,18	1,039	0,752	0,477	0,388	0,295	16,9	22,5	0,755	0,058	2,316	0,063	0,10	1	1
BF Oph	357,08	8,57	4,068	7,36	—	0,981	0,665	0,513	0,419	30,0	30,6	—	—	—	—	0,05	1	0
RS Ori	196,58	0,35	7,567	8,44	1,53	1,21	0,82	0,68	0,498	38,5	31,8	0,617	0,031	1,652	0,085	-0,03	1	0
CR Ori	195,94	-3,85	4,910	12,31	—	—	0,647	—	0,389	29,5	—	—	—	—	—	-0,30	1	0
CS Ori	197,97	-4,51	3,889	11,42	—	—	0,935	—	0,567	37,5	—	—	—	—	—	-0,21	1	0
CU Ori	197,87	-3,32	1,864	13,57	—	0,670	0,530	—	0,330	—	—	—	—	—	—	—	0	—
DF Ori	199,41	-0,65	3,181	13,54	—	1,272	0,833	—	0,514	—	—	—	—	—	—	—	0	0
GQ Ori	199,77	-4,42	8,616	8,99	1,35	1,08	0,68	0,53	0,448	37,0	34,3	0,671	0,038	1,923	0,039	0,11	0	0
SV Per	162,59	-1,51	11,129	9,05	—	1,190	0,862	0,703	0,552	50,5	42,4	—	—	—	—	0,06	1	0
SX Per	158,87	-6,35	4,290	11,19	—	1,154	0,830	0,642	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus	
UX Per 133,58	-3,09	4,566	11,70	—	1,371	0,962	0,775	0,587	39,5	28,8	—	—	—	—	—	—	1	0
UY Per 135,94	-1,41	5,365	11,38	—	1,197	0,918	0,662	0,508	40,5	33,8	—	—	—	—	—	—	0	0
VX Per 132,80	-2,96	10,889	9,34	1,310	0,980	0,690	0,589	0,469	30,5	31,1	0,638	0,052	2,275	0,051	0,00	0,00	0	0
VY Per 135,08	-1,67	5,532	11,29	—	1,245	0,953	0,674	0,590	41,0	32,9	—	—	—	—	—	—	1	0
AS Per 154,14	-0,87	4,973	9,76	—	1,238	0,869	0,679	0,513	28,8	23,3	—	—	—	—	—	0,15	0	0
AW Per 166,62	-5,39	6,464	7,52	—	1,187	0,848	0,650	0,511	42,0	35,4	—	—	—	—	—	0,06	1	0
BM Per 155,66	-0,08	22,960	10,46	—	—	1,329	0,960	—	59,5	—	—	—	—	—	—	0,15	0	0
CI Per 132,83	-4,31	3,297	12,68	—	0,714	0,492	0,381	0,351	27,5	38,5	—	—	—	—	—	-0,75	1	1
DW Per 136,56	-3,11	3,650	11,58	—	0,929	0,680	0,507	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0
HQ Per 163,01	-3,28	8,639	11,61	—	0,723	0,486	0,404	—	—	—	—	—	—	—	—	-0,20	0	0
HZ Per 157,19	-2,54	11,279	13,80	—	1,100	0,786	0,598	—	—	—	—	—	—	—	—	—	0	0
MM Per 150,41	-5,29	4,118	10,83	—	0,965	0,647	0,528	—	—	—	—	—	—	—	—	0,04	0	0
OT Per 157,19	0,56	26,091	13,53	—	1,432	1,008	0,791	—	—	—	—	—	—	—	—	-0,59	0	0
V440 Per 135,87	-5,17	7,573	6,28	—	0,151	0,101	0,089	—	5,9	39,1	—	—	—	—	—	0,00	1	0
X Pup 236,14	-0,78	25,975	8,55	—	1,984	1,334	1,057	0,828	65,5	33,0	—	—	—	—	—	0,02	0	0
RS Pup 252,43	-0,19	41,439	7,01	—	1,770	1,110	0,880	0,760	57,0	32,2	—	—	—	—	—	0,22	0	0
VW Pup 235,37	-0,62	4,285	11,39	—	1,07	0,735	—	0,456	37,0	34,6	—	—	—	—	—	-0,14	1	0
VZ Pup 243,42	-3,31	23,163	9,69	2,480	1,888	1,274	0,946	0,737	54,0	28,6	0,698	0,011	1,973	0,013	-0,11	-0,11	0	0
WW Pup 237,38	0,97	5,517	10,60	—	—	0,970	—	0,609	46,5	—	—	—	—	—	—	-0,13	0	0
WX Pup 241,51	-1,37	8,937	9,09	—	1,060	0,731	0,535	0,476	33,0	31,1	—	—	—	—	—	—	0	0
WY Pup 241,78	2,71	5,251	10,60	—	1,23	0,795	—	0,495	41,0	33,3	—	—	—	—	—	—	0	0
WZ Pup 241,77	3,33	5,027	10,35	—	1,19	0,79	0,66	0,53	29,3	24,6	—	—	—	—	—	—	0	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
AD Pup	241,93	-0,03	13,596	9,91	—	1,770	1,145	0,850	0,631	53,0	29,9	—	—	—	—	-0,19	0
AP Pup	255,49	-5,72	5,084	7,39	—	0,978	0,630	0,487	0,390	33,3	34,0	—	—	—	—	0,03	1
AQ Pup	246,16	0,11	30,120	8,85	2,750	1,873	1,261	0,950	0,710	55,9	29,8	0,816	0,072	2,644	0,030	-0,09	1
AT Pup	254,33	-1,61	6,665	8,00	—	1,383	0,921	—	0,559	45,5	32,9	—	—	—	—	—	1
BM Pup	244,46	-1,00	7,199	10,85	—	1,270	0,887	—	0,555	—	—	—	—	—	—	—	0
BN Pup	247,90	1,07	13,673	9,95	2,750	1,920	1,230	0,920	0,710	61,6	32,1	0,818	0,055	2,605	0,015	0,06	0
HW Pup	244,77	0,78	13,457	12,11	—	1,679	1,124	0,889	0,672	—	—	—	—	—	—	-0,15	0
LS Pup	246,38	0,13	14,146	10,49	1,790	1,615	1,034	0,710	0,550	55,0	34,1	0,591	0,091	1,242	0,010	0,00	1
MY Pup	261,31	-12,86	5,695	5,68	—	0,295	0,192	0,154	0,117	9,2	31,2	—	—	—	—	-0,07	1
V335 Pup	240,55	3,03	4,861	8,72	—	0,317	0,228	0,169	0,137	10,4	32,8	—	—	—	—	0,04	1
S Sge	55,17	-6,12	8,382	5,65	1,495	1,088	0,697	0,575	0,451	36,2	33,3	0,739	0,059	2,667	0,099	0,15	1
GX Sge	54,50	0,30	12,900	12,51	—	1,614	1,071	0,818	0,570	—	—	—	—	—	—	—	0
GY Sge	54,94	-0,55	51,612	10,17	1,622	0,956	0,628	0,488	0,379	31,5	32,9	0,999	0,167	3,882	0,089	—	0
U Sgr	13,71	-4,46	6,745	6,72	1,495	1,116	0,734	0,569	0,443	39,5	35,4	0,719	0,031	2,067	0,030	0,13	1
W Sgr	1,58	-3,98	7,595	4,70	—	1,273	0,803	0,681	0,496	38,8	30,5	—	—	—	—	0,08	1
X Sgr	1,17	0,21	7,013	4,57	—	0,902	0,614	0,478	0,394	26,0	28,8	—	—	—	—	-0,24	1
Y Sgr	12,79	-2,13	5,773	5,77	—	1,106	0,725	0,614	0,459	39,5	35,7	—	—	—	—	0,10	1
VY Sgr	10,13	-1,08	13,558	11,58	—	1,726	1,146	0,919	0,779	56,0	32,4	—	—	—	—	0,31	1
WZ Sgr	12,11	-1,32	21,852	8,09	2,703	1,741	1,096	0,822	0,660	54,5	31,3	0,921	0,102	3,229	0,025	0,25	1
XX Sgr	14,99	-1,88	6,424	8,89	1,600	1,299	0,872	0,691	0,496	46,5	35,8	0,614	0,029	1,490	0,036	0,15	0
YZ Sgr	17,75	-7,12	9,549	7,38	1,390	1,017	0,706	0,553	0,472	36,5	35,9	0,704	0,042	2,660	0,047	0,13	1
AP Sgr	8,11	-2,44	5,058	6,99	—	1,246	0,789	0,670	0,493	35,5	28,5	—	—	—	—	0,15	1

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus	
AV Sgr	7,53	-0,59	15,412	11,44	—	1,875	1,217	1,007	0,723	50,6	27,0	—	—	—	—	0,39	1	0
AY Sgr	13,26	-2,40	6,572	10,55	—	1,30	0,896	0,572	0,561	38,2	29,4	—	—	—	—	—	1	0
BB Sgr	14,67	-9,01	6,637	6,91	1,30	0,92	0,60	0,471	0,377	32,0	34,8	0,777	0,059	2,675	0,023	0,13	1	0
V350 Sgr	13,76	-7,96	5,154	7,51	—	1,112	0,699	0,585	0,459	39,0	35,1	—	—	—	—	0,23	1	0
V773 Sgr	2,85	-0,53	5,748	12,42	1,509	1,013	0,763	0,594	—	37,0	36,5	0,752	0,097	—	—	—	0	0
V1954 Sgr	10,56	-1,73	6,179	10,86	—	1,100	0,766	0,594	0,467	—	—	—	—	—	—	—	0	0
RV Sco	350,41	5,67	6,061	7,07	1,550	1,207	0,805	0,645	0,485	34,5	28,6	0,655	0,027	1,861	0,075	0,15	1	0
RY Sco	356,49	-3,42	20,320	8,05	1,592	1,237	0,855	0,702	0,555	30,2	24,4	0,626	0,028	1,978	0,023	0,14	1	0
KQ Sco	340,39	-0,75	28,699	9,85	2,290	1,426	0,914	0,725	0,600	37,5	26,3	0,935	0,133	3,764	0,047	0,21	0	0
V470 Sco	349,76	0,33	16,263	11,05	—	1,401	0,930	0,713	0,579	—	—	—	—	—	—	—	0	0
V482 Sco	354,36	0,17	4,528	7,99	—	0,980	0,630	—	0,394	34,0	34,7	—	—	—	—	—	1	0
V500 Sco	359,02	-1,35	9,317	8,75	1,50	1,05	0,72	0,531	0,425	38,0	36,2	0,782	0,054	2,430	0,093	0,07	1	0
V636 Sco	343,51	-5,22	6,797	6,66	—	0,812	0,523	0,394	0,335	30,5	37,6	—	—	—	—	—	1	0
V950 Sco	349,03	-4,87	3,380	7,31	0,521	0,478	0,348	—	0,227	17,1	35,8	—	—	—	—	—	1	1
X Sct	19,00	-1,57	4,198	10,05	—	1,149	0,899	0,656	0,514	35,0	30,5	—	—	—	—	—	1	0
Y Sct	23,96	-0,86	10,341	9,65	1,650	1,134	0,752	0,583	0,480	38,5	34,0	0,805	0,072	2,899	0,032	—	1	0
Z Sct	26,79	-0,77	12,901	9,63	—	1,522	0,983	0,765	0,620	42,5	27,9	—	—	—	—	0,34	0	0
RU Sct	28,19	0,23	19,703	9,53	2,53	1,69	1,12	0,88	0,715	49,5	29,3	0,833	0,091	3,134	0,035	—	1	0
SS Sct	25,17	-1,82	3,671	8,23	0,950	0,766	0,510	0,397	0,315	26,5	34,6	0,632	0,027	1,624	0,035	0,11	0	0
TY Sct	28,05	0,11	11,049	10,87	—	1,351	0,912	0,720	0,531	36,4	26,9	—	—	—	—	—	1	0
UZ Sct	19,16	-1,50	14,749	11,28	—	1,239	0,879	0,691	0,620	46,0	37,1	—	—	—	—	0,38	1	0
BX Sct	28,90	-1,71	6,411	12,27	—	1,213	0,853	0,681	0,572	38,0	31,3	—	—	—	—	—	1	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
CK Sct	26,31	-0,47	7,415	10,60	—	0,710	0,521	0,393	0,336	24,5	34,5	—	—	—	—	—	0
CM Sct	27,16	-0,44	3,917	11,12	—	0,88	0,59	0,507	0,382	32,0	36,4	—	—	—	—	—	0
CN Sct	28,06	0,01	9,992	12,50	—	0,97	0,69	0,54	—	30,5	31,4	—	—	—	—	—	0
EV Sct	23,97	-0,47	3,091	10,14	—	0,437	0,305	0,234	0,188	16,8	38,4	—	—	—	—	-0,18	1
AA Ser	30,79	1,74	17,141	12,27	—	1,269	0,884	0,735	0,570	39,5	31,1	—	—	—	—	—	0
CR Ser	16,17	2,79	5,301	10,87	—	1,133	0,775	0,599	0,502	35,5	31,3	—	—	—	—	—	0
DV Ser	29,53	1,41	23,064	13,69	—	1,333	0,908	—	0,577	—	—	—	—	—	—	—	0
ST Tau	193,12	-8,05	4,034	8,25	—	1,10	0,76	0,64	0,443	34,5	31,4	—	—	—	—	0,00	0
SZ Tau	179,48	-18,74	3,149	6,54	0,61	0,51	0,34	0,23	0,197	21,6	42,4	0,643	0,054	1,516	0,104	0,13	1
AE Tau	181,03	-3,52	3,896	11,70	—	0,904	0,629	0,486	—	—	—	—	—	—	—	-0,14	0
AV Tau	181,61	-0,94	3,616	12,36	—	1,125	0,826	0,635	—	—	—	—	—	—	—	—	0
EU Tau	188,80	-5,32	2,102	8,10	—	0,444	0,327	0,28	0,231	17,5	39,4	—	—	—	—	-0,01	1
R TrA	316,98	-7,76	3,389	6,68	—	0,824	0,556	0,426	0,343	26,0	31,6	—	—	—	—	—	1
S TrA	322,13	-8,22	6,323	6,43	—	1,159	0,762	0,578	0,474	32,5	28,0	—	—	—	—	—	0
LR TrA	318,43	-7,64	2,428	7,81	—	0,230	0,149	0,130	0,095	11,0	47,8	—	—	—	—	—	1
T Vel	265,55	-3,78	4,640	8,04	1,308	0,993	0,649	0,473	0,393	35,5	35,8	0,725	0,013	2,056	0,036	0,03	1
V Vel	276,57	-4,20	4,371	7,61	1,186	1,002	0,665	0,525	0,444	36,0	35,9	0,584	0,046	1,459	0,047	—	1
RX Vel	282,57	1,48	28,134	8,44	1,936	1,449	0,958	0,740	0,553	35,8	24,7	0,714	0,029	1,974	0,031	0,02	0
RZ Vel	262,88	-1,91	20,411	7,16	2,625	1,948	1,205	0,960	0,680	50,1	25,7	0,750	0,047	2,068	0,020	-0,02	0
ST Vel	268,81	-4,79	5,858	9,73	—	0,96	0,693	0,498	0,417	32,5	33,9	—	—	—	—	—	0
SV Vel	286,00	2,37	14,097	8,59	—	1,791	1,151	0,900	0,688	47,7	26,6	—	—	—	—	—	0
SW Vel	266,20	-3,00	23,436	8,19	2,500	1,989	1,274	0,989	0,802	60,3	30,3	0,668	0,033	1,954	0,020	-0,02	0

A.1. táblázat: folytatás

Név	l	b	P	$\langle V \rangle$	A_U	A_B	A_V	A_R	A_I	V_{rad}	q	m	σ_m	k	σ_k	[Fe/H]	kettős módus
SX Vel	265,49	-2,18	9,550	8,28	—	1,084	0,728	0,593	0,477	34,0	31,4	—	—	—	—	0,02	0
AH Vel	262,44	-6,96	4,227	5,70	0,563	0,474	0,348	0,277	0,197	17,0	35,9	0,522	0,024	0,995	0,040	—	1
BG Vel	271,86	-2,56	6,924	7,65	—	0,704	0,464	0,365	0,300	28,0	39,8	—	—	—	—	—	1
CS Vel	277,09	-0,77	5,905	11,71	—	1,23	0,771	0,610	0,458	36,0	29,3	—	—	—	—	—	0
CX Vel	272,37	-3,36	6,255	11,40	—	1,039	0,685	0,549	0,442	—	—	—	—	—	—	—	0
DP Vel	275,39	-1,30	5,484	11,85	—	—	0,697	0,607	—	44,5	—	—	—	—	—	—	1
DR Vel	273,22	1,33	11,199	9,54	1,651	1,106	0,718	0,624	0,479	40,0	36,2	0,805	0,111	3,205	0,048	—	0
EX Vel	274,14	-2,23	13,234	11,59	—	—	0,739	0,565	0,485	—	—	—	—	—	—	—	0
EZ Vel	274,93	-1,94	34,546	12,50	—	1,569	1,079	0,824	0,694	51,5	32,8	—	—	—	—	—	0
FN Vel	279,03	-1,37	5,324	10,32	—	0,853	0,604	0,450	0,383	—	—	—	—	—	—	—	0
S Vel	63,45	0,83	68,607	8,98	1,540	0,930	0,560	0,450	0,390	29,0	31,2	1,004	0,153	4,184	0,076	0,02	1
T Vel	72,13	-10,15	4,435	5,77	1,16	0,97	0,65	0,53	0,430	33,0	34,0	0,576	0,040	1,370	0,129	0,06	1
U Vel	56,07	-0,29	7,991	7,15	1,406	1,083	0,724	0,562	0,440	30,5	28,2	0,676	0,021	1,974	0,070	0,16	1
X Vel	63,86	-1,28	6,320	8,88	1,542	1,144	0,779	0,598	0,442	36,8	32,2	0,708	0,030	1,981	0,092	0,15	1
SV Vel	63,95	0,32	44,930	7,28	2,48	1,63	1,08	0,81	0,672	45,0	27,6	0,869	0,092	3,146	0,034	0,10	1
AS Vel	63,91	1,26	12,225	12,29	—	1,357	0,923	0,738	—	—	—	—	—	—	—	—	0
BR Vel	59,44	-1,04	5,197	10,72	—	1,158	0,781	0,629	0,462	—	—	—	—	—	—	—	0
DG Vel	64,95	-0,92	13,608	11,42	—	—	1,100	0,840	0,570	—	—	—	—	—	—	—	0

B. függelék

Mért és számolt $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek

B.1. táblázat: Mért és számolt $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek. Az egyes oszlopok jelentése a 4.7 fejezetben olvasható.

Név	P	$[\text{Fe}/\text{H}]_{sp}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{q1}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{q2}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta m}$	$[\text{Fe}/\text{H}]_{\Delta k}$
SZ Aql	17,139	0,22	—	0,05	0,19	0,19
TT Aql	13,755	0,15	—	0,10	0,14	0,14
FM Aql	6,114	0,13	0,01	0,03	0,07	0,11
V600 Aql	7,239	0,08	0,03	0,05	0,16	0,18
V1162 Aql	5,376	0,06	−0,02	0,00	0,13	0,14
Y Aur	3,860	−0,18	0,04	0,05	—	—
RT Aur	3,728	0,11	0,08	0,10	0,05	0,07
SY Aur	10,145	—	0,13	0,14	—	—
CY Aur	13,848	−0,23	—	−0,01	—	—
TW CMa	6,995	−0,13	0,01	0,03	—	—
SX Car	4,860	—	0,10	0,11	—	—
UW Car	5,346	—	0,08	0,09	—	—
UX Car	3,682	—	0,10	0,12	0,11	—
UY Car	5,544	—	0,04	0,06	—	—
UZ Car	5,205	—	0,02	0,04	—	—
WW Car	4,677	—	0,04	0,05	—	—

B.1. táblázat: folytatás

Név	P	[Fe/H] _{sp}	[Fe/H] _{q1}	[Fe/H] _{q2}	[Fe/H] _{Δm}	[Fe/H] _{Δk}
XY Car	12,439	—	—	0,09	0,11	—
XZ Car	16,650	—	—	0,06	0,05	0,06
AQ Car	9,769	—	0,07	0,08	0,10	—
CR Car	9,761	—	0,04	0,06	—	—
CY Car	4,266	—	0,04	0,06	—	—
ER Car	7,719	—	0,00	0,02	—	—
FI Car	13,458	—	—	0,00	—	—
l Car	35,560	0,14	—	0,03	—	—
RS Cas	6,296	—	0,05	0,07	—	—
RW Cas	14,790	0,27	—	0,06	0,09	0,07
SW Cas	5,441	0,18	0,10	0,11	—	—
XY Cas	4,502	0,08	−0,02	0,00	—	—
BF Cas	3,630	—	0,06	0,07	—	—
BP Cas	6,273	—	−0,04	−0,02	—	—
CF Cas	4,875	0,04	−0,01	0,01	0,09	0,14
CT Cas	3,811	—	−0,06	−0,04	—	—
FM Cas	5,809	−0,04	−0,01	0,01	—	—
LT Cas	5,904	—	0,03	0,05	—	—
V Cen	5,494	0,09	0,07	0,09	—	—
AY Cen	5,310	—	0,04	0,05	—	—
QY Cen	17,752	—	—	0,08	—	—
V381 Cen	5,079	—	0,05	0,06	—	—
V737 Cen	7,066	—	0,00	0,02	—	—
S Cru	4,688	—	0,09	0,11	—	—
X Cru	6,220	—	0,09	0,10	0,05	—
SV Cru	7,004	—	0,04	0,06	—	—
X Cyg	16,386	0,15	—	0,05	0,18	0,15
TX Cyg	14,710	0,25	—	0,11	0,11	0,10

B.1. táblázat: folytatás

Név	P	[Fe/H] _{sp}	[Fe/H] _{q1}	[Fe/H] _{q2}	[Fe/H] _{Δm}	[Fe/H] _{Δk}
VX Cyg	20,135	0,14	—	0,05	—	—
VY Cyg	7,857	0,05	0,04	0,06	0,01	0,03
CD Cyg	17,076	0,16	—	0,06	0,12	0,11
GH Cyg	7,818	—	0,07	0,08	—	—
V402 Cyg	4,365	0,07	0,01	0,03	—	—
V438 Cyg	11,211	—	—	0,10	—	—
V459 Cyg	7,251	—	0,02	0,04	—	—
V538 Cyg	6,119	—	−0,03	−0,01	—	—
V609 Cyg	31,080	—	—	—	0,09	0,12
Beta Dor	9,842	0,04	0,03	0,05	—	—
V Lac	4,983	0,05	0,08	0,09	0,06	0,07
SV Mon	15,233	0,02	—	0,06	0,11	0,09
WW Mon	4,662	−0,24	0,01	0,03	0,08	—
BE Mon	2,706	—	0,01	0,03	—	—
FI Mon	3,288	−0,13	−0,02	0,00	—	—
UU Mus	11,636	0,10	—	—	0,07	0,08
U Nor	12,655	0,23	—	0,13	0,12	0,14
RS Nor	6,198	—	0,10	0,11	—	—
TW Nor	10,760	0,15	—	0,03	—	—
GU Nor	3,453	—	0,03	0,05	—	—
GQ Ori	8,616	0,11	0,03	0,05	0,07	0,08
UY Per	5,365	—	0,04	0,05	—	—
VX Per	10,889	0,00	—	0,08	0,02	0,10
AS Per	4,973	0,15	0,15	0,16	—	—
X Pup	25,975	0,02	—	0,06	—	—
RS Pup	41,439	0,22	—	0,07	—	—
VZ Pup	23,163	−0,11	—	0,10	0,00	0,02
WX Pup	8,937	—	0,07	0,08	—	—

B.1. táblázat: folytatás

Név	P	[Fe/H] _{sp}	[Fe/H] _{q1}	[Fe/H] _{q2}	[Fe/H] _{Δm}	[Fe/H] _{Δk}
WY Pup	5,251	—	0,04	0,06	—	—
WZ Pup	5,027	—	0,13	0,14	—	—
AD Pup	13,596	−0,19	—	0,09	—	—
BN Pup	13,673	0,06	—	0,07	0,13	0,12
GY Sge	51,612	—	—	0,06	0,15	0,15
XX Sgr	6,424	0,15	0,02	0,03	0,05	0,06
V773 Sgr	5,748	—	0,01	0,03	0,16	—
KQ Sco	28,699	0,21	—	0,13	0,15	0,18
Z Sct	12,901	0,34	—	0,11	—	—
SS Sct	3,671	0,11	0,03	0,05	0,12	0,11
CK Sct	7,415	—	0,03	0,05	—	—
CM Sct	3,917	—	0,01	0,03	—	—
CN Sct	9,992	—	0,06	0,08	—	—
AA Ser	17,141	—	—	0,08	—	—
CR Ser	5,301	—	0,06	0,08	—	—
ST Tau	4,034	0,00	0,06	0,08	—	—
S TrA	6,323	—	0,10	0,11	—	—
RY Vel	28,134	0,02	—	0,14	−0,01	0,01
RZ Vel	20,411	−0,02	—	0,13	0,05	0,04
ST Vel	5,858	—	0,04	0,05	—	—
SV Vel	14,097	—	—	0,12	—	—
SW Vel	23,436	−0,02	—	0,09	−0,02	0,02
SX Vel	9,550	0,02	0,06	0,08	—	—
CS Vel	5,905	—	0,09	0,10	—	—
DR Vel	11,199	—	—	0,03	0,14	0,19
EZ Vel	34,546	—	—	0,06	—	—

Irodalomjegyzék

- Adams W. A. és Joy A. H. 1927, Proc. Nat. Acad. Sci., 13, 391
- Alibert Y., Baraffe I., Hauschildt P. és Allard F. 1999, A&A, 344, 551
- Alcock C., Allsman R. A., Axelrod, T. S. és mksai. (The MACHO Collaboration), 1995, AJ, 109, 1653
- Andrievsky S. M., Kovtyukh V. V., Luck R. E. és mksai. 2002a, A&A, 381, 32
- Andrievsky S. M., Bersier D., Kovtyukh V. V. és mksai. 2002b, A&A, 384, 140
- Andrievsky S. M., Kovtyukh V. V., Luck R. E. és mksai. 2002c, A&A, 392, 491
- Andrievsky S. M., Luck R. E., Martin P. és Lépine J. R. D. 2004, A&A, 413, 159
- Andrievsky S. M., Luck R. E. és Kovtyukh V. V. 2005, AJ, 130, 1880
- Antonello E., Poretti E. és Reduzzi L. 1990, A&A, 236, 138
- Arp H. C. és Kraft R. P. 1961, ApJ, 133, 420
- Balona L. A. és Stobie R. S. 1979, MNRAS, 189, 649
- Baraffe I. és Alibert Y. 2001, A&A, 371, 592
- Barnes T. G. III, Jeffery E. J., Montemayor Th. J. és Skillen I. 2005, ApJS, 156, 227
- Becker S. A. 1981, ApJS, 45, 475
- Becker S. A., Iben I. és Tuggle R. S. 1977, ApJ, 218, 633

- Bell R. A. és Parsons S. B. 1972, *ApL*, 12, 5
- Belopolsky A. A. 1894, *Astr. Nachr.*, 136, 281
- Benedict F., McArthur B. E., Fredrick L. W. és mksai. 2002, *AJ*, 124, 1695
- Benedict F., McArthur B. E., Feast M. W. és mksai. 2007, *AJ*, 133, 1810
- Berdnikov L. N., Dambis A. K. és Vozyakova O. V. 2000, *A&AS*, 143, 211
- Berdnikov L. N. 2008 (<http://www.sai.msu.su/groups/cluster/CEP/PHE>)
- Bersier D. 2002, *ApJS*, 140, 465
- Bono G., Marconi M. és Stellingwerf R. F. 1999, *ApJS*, 122, 167
- Böhm-Vitense E. és Proffitt C. 1985, *ApJ*, 296, 175
- Buchler J. R. 2009, *AIP Conference Proceedings*, 1170, 51
- Buchler J. R., Goupil M. J. és Piciullo R. 1997, *ApJ*, 491, L99
- Buchler J. R., Wood P., Keller S. és Soszyński I. 2005, *ApJ*, 631, L151
- Buchler J. R., Wood P. és Soszyński I. 2009, *ApJ*, 698, 944
- Cabanela J. E. 1991, *JAAVSO*, 20, 54
- Caputo F., Marconi M., Musella I. és Santolamazza P. 2000, *A&A*, 359, 1059
- Caputo F., Marconi M., Cassisi S. és Pont F. 2001, *A&A*, 372, 544
- Castelli F. és Kurucz R. L. 2003, *IAUS*, 210, A20
- Castor J. I. 1968, *ApJ*, 154, 793
- Castellani M., Caputo F. és Castellani V. 2003, *A&A*, 410, 871
- Connolly L. P. 1980, *PASP*, 92, 165
- Coulson I. M. és Caldwell J. A. R. 1985, *SAAO Circ.*, No. 9, 5
- Coulson I. M. és Caldwell J. A. R. 1989, *MNRAS*, 240, 285

Derekas A., személyes egyeztetés

Duncan 1909, Lick Obs. bulletins, 151

Efremov Yu. N. 1968, Perem. Zv., 16, 365

Eggen O. J. 1985, AJ, 90, 1278

Eichendorf W. és Reinhardt M. 1977, A&A, 61, 827

Eyer L. és Cuypers J. 2000, ASPC, 203, 71

Evans N. R. 1992a, ApJ, 384, 220

Evans N. R. 1992b, ApJ, 389, 657

Fernie J. D. 1979, PASP, 91, 67

Fernie J. D., Beattie B., Evans N. R. és Seager S. 1995, IBVS, No. 4148

Fiorentino G., Caputo F., Marconi M. és Musella I. 2002, ApJ, 576, 402

Flower P. J. 1977, A&A, 54, 31

Fry A. M. és Carney B. W. 1997, AJ, 113, 1073

van Genderen A. M. 1974, A&A, 34, 279

van Genderen A. M. 1978, A&A, 65, 147

Gieren W. 1981, ApJS, 47, 315

Gieren W. 1985, ApJ, 295, 507

Gieren W., Storm J., Barnes T. G. III és mksai. 2005, ApJ, 627, 224

Giridhar S. 1983, JApA, 4, 75

Gorynya N. A. 1998, IBVS, No. 4636

Gorynya N. A., Irmambetova T. R., Rastorguev A. S. és Samus N. N. 1992, SvAL,
18, 316

- Gorynya N. A., Samus N. N., Rastorguev A. S. és Sachkov M. E. 1996, SvAL, 22, 175
- Gould A. 1994, ApJ, 426, 542
- Grevesse N., Noels A. és Sauval A. J. 1996, in ASPC 99, szerk. S. S. Holt és G. Sonneborn (San Francisco: ASP), p.11
- Grevesse N., Asplund M. és Sauval A. J. 2007, SSR, 130, 105
- Groenewegen M. A. T. és Oudmaijer R. D. 2000, A&A, 356, 849
- Groenewegen M. A. T., Romaniello M., Primas F. és mktsai. 2004, A&A, 420, 655
- Hertzsprung E. 1913, Astr. Nachr., 196, 201
- Hertzsprung E. 1926, BAN, 3, 115
- Hubble E. P. 1925, Obs., 48, 139
- Imbert M. 1999, A&AS, 140, 791
- Joy A. H. 1937, ApJ, 86, 363
- Juresik J. és Kovács G. 1996, A&A, 312, 111
- Kazarovets E. V. és Samus N. N. 1997, IBVS, No. 4471
- Kennicutt R. C., Stetson P. B., Saha A. és mktsai. 1998, ApJ, 498, 181
- Kennicutt R. C., Sakai S., Ferrarese L. és Saha A. 2003, A&AS, 202, 1114
- Kholopov P. N., szerk. 1985, General Catalogue of Variable Stars, Nauka, Moscow
- Kienzle F., Moskalik P., Bersier D. és Pont F. 1999, A&A, 341, 818
- Kiss L. L. 1998, MNRAS, 297, 825
- Klagyivik P. és Szabados L. 2006, Publ. Astr. Dept. Eötvös Univ., Budapest, 17, 121

- Kolláth Z. 1990, Occasional Technical Notes, Konkoly Obs., Budapest, No. 1.;
www.konkoly.hu/Mitteilungen/Mitteilungen.html#TechNotes
- Kochanek C. S. 1997, *ApJ*, 491, 13
- Kovács G., Kisvarsányi E. G. és Buchler J. R. 1990, *ApJ*, 351, 606
- Kovtyukh V. V., Andrievsky S. M., Belik S. I. és Luck R. E. 2005a, *AJ*, 129, 433
- Kovtyukh V. V., Wallerstein G. és Andrievsky S. M. 2005b, *PASP*, 117, 1173
- Kukarkin B. V. 1936, *Obs*, 59, 87
- Kukarkin B. V. és Parenago P. P. 1963, in *Basic Astronomical Data, Stars and Stellar Systems III*; ed. K. Aa. Strand, Univ. of Chicago Press, p. 328
- Laney C. D. és Stobie R. S. 1993, *MNRAS*, 260, 408
- Lemasle B., François P., Bono G. és mktsai. 2007, *A&A*, 467, 283L
- Luck R. E. és Andrievsky S. M. 2004, *AJ*, 128, 343
- Luck R. E., Gieren W. P., Andrievsky S. M. és mktsai. 2003, *A&A*, 401, 939
- Luck R. E., Kovtyukh V. V. és Andrievsky S. M. 2006, *AJ*, 132, 902
- Madore B. F. és Freedman W. L. 1991, *PASP*, 103, 933
- Mantegazza L. és Poretti E. 1992, *A&A*, 261, 137
- Marik M. (szerk.) 1989, *Csillagászat*, Budapest, Akadémiai kiadó
- Moffett T. J. és Barnes T. G. III 1984, *ApJS*, 55, 389
- Moskalik P. és Kolaczowski Z. 2009, *MNRAS*, 394, 1649
- Moskalik P., Buchler J. R. és Marom A. 1992, *ApJ*, 385, 685
- Mottini M. 2006, PhD értekezés, Ludwig-Maximilians-Universität, München
- Munari U., Sordo R., Castelli F. és Zwitter T. 2005, *A&A*, 442, 1127

- Ngeow C. és Kanbur S. M. 2006, *ApJ*, 650, 180
- Ngeow C., Kanbur S. M. és Nanthakumar A. 2008, *A&A*, 477, 621
- Paczyński B. és Pindor B. 2000, *ApJ*, 533, 103
- Petterson O. K. L., Cottrell P. L., Albrow M. D. és Fokin A. 2005, *MNRAS*, 362, 1167
- Ritter G. A. D. 1878-1883, *Wiedemanns Ann.*, 5-20
- Romaniello M., Primas F., Mottini M. és mktsai. 2005, *A&A*, 429, 37
- Samus N. N., Durlevich O. V. és mktsai. 2004, *Combined General Catalogue of Variable Stars (GCVS4.2)*
<http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/>
- Sandage A. 1958, *ApJ*, 127, 513
- Sandage A., Bell R. A. és Tripicco M. J. 1999, *A&A*, 522, 250
- Sandage A., Tammann G. A. és Reindl B. 2009, *A&A*, 493, 471
- Sasselov D. D., Beaulieu J. P., Renault C. és mktsai. 1997, *A&A*, 324, 471
- Schaltenbrand R. és Tammann G. A. 1970, *A&A*, 7, 289
- Schaltenbrand R. és Tammann G. A. 1971, *A&AS*, 4, 265
- Shapley H. 1914, *ApJ*, 40, 448
- Shapley H. 1918, *ApJ*, 48, 279
- Shapley H. 1927, *Harvard Circ.*, No. 313
- Simon N. R. 1977, *ApJ*, 217, 160
- Simon N. R. 1982, *ApJ*, 260, L87
- Simon N. R. és Stothers R. 1970, *A&A*, 6, 183
- Simon N. R. és Schmidt E. G. 1976, *ApJ*, 205, 162

- Simon N. R. és Lee A. S. 1981, *ApJ*, 248, 291
- Simon N. R. 1995, *ASPC*, 78, 211
- Storm J., Carney B. W., Gieren W. P. és mktsai. 2004, *A&A*, 415, 531
- Szabados L. 1997, Új aspektusok cefeidák időbeli viselkedésének vizsgálatában, MTA doktori értekezés
- Szabados L. 2000, in *ASPC 203, The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research*, *Proc. IAU Coll. 176*, eds. L. Szabados & D. W. Kurtz (San Francisco: ASP), p. 248
- Szabados L. 2003, *IBVS*, No. 5394
- Szabados L. 2010, *Variable Stars, the Galactic Halo and Galaxy Formation*, Sternberg Astr. Inst., Moscow
- Szabados L. monográfia, előkészületben
- Szabó R., Buchler J. R. és Bartee J. 2007, *ApJ*, 667, 1150
- Sziládi K., Vinkó J., Poretti E., Szabados L. és Kun M. 2007, *A&A*, 473, 579
- Udalski A., Soszyński I., Szymański M. és mktsai. 1999a, *Acta Astron.*, 49, 1
- Udalski A., Soszyński I., Szymański M. és mktsai. 1999b, *Acta Astron.*, 49, 201
- Udalski A., Szymański M., Soszyński I. és Poleski R. 2008, *Acta Astron.*, 58, 69
- Yong D., Carney B. W., Teixeira de Almeida M. L. és Pohl B. L. 2006, *AJ*, 131, 2256
- Zsoldos E. 1995, in *ASPC 83, Astrophysical Applications of Stellar Pulsation*, ed. R. S. Stobie és P. A. Whitelock (San Francisco: ASP), p. 351
- Welch D. L. 1998, <http://crocus.physics.mcmaster.ce/Cepheid>

Összefoglaló

Dolgozatomban a tejútrendszerbeli cefeida típusú pulzáló változócsillagok fotometriai amplitúdóival, valamint radiálissebesség-amplitúdójával és az ezek alapján definiálható egyéb paraméterekkel foglalkozom. Célom egy olyan módszer kidolgozása volt, mellyel spektroszkópiai mérések nélkül is megbecsülhető az egyes csillagok kémiai összetétele. A cefeidák kutatásának rövid története, valamint a változócsillagok ezen típusának általános ismertetése után 2. fejezetben az általam összeállított katalógust ismertetem, részletezve a katalógus egyes oszlopainak jelentését. A 3. fejezetben a cefeidák amplitúdóinak viselkedését vizsgálom. Meghatározok egy új felső burkológörbét a periódus–amplitúdó diagramon, melynek során megállapítom a rövid és hosszú periódusú cefeidák közötti határt (10,47 nap). Vizsgálom a különféle amplitúdóarányok periódusfüggését, valamint a különböző sávokban mért értékek egymáshoz fűződő viszonyát. Szintén ebben a fejezetben kerül bevezetésre két új paraméter, melyekkel igen pontosan leírható a fotometriai amplitúdók csökkenése hosszabb hullámhosszak felé haladva. Mind az amplitúdóarányok, mind pedig a két új paraméter alkalmas eddig fel nem fedezett kettős rendszerek azonosítására. Ezeket a fejezet végén egy táblázatban foglalom össze. A 4. fejezetben a kémiai összetétel hatásával foglalkozom. Először röviden ismertetem a $[\text{Fe}/\text{H}]$ értékek meghatározásának módját, majd a fémtartalom tejútrendszerbeli eloszlását mutatom be. Ezután azt vizsgálom, hogyan befolyásolja a fémtartalom az amplitúdókat, azok arányait, valamint ezen két új paraméter viselkedését. Bemutatok egy egyszerű modellt, mellyel modellszínképeket felhasználva megvizsgálható a fémtartalom fotometriai amplitúdókra gyakorolt hatása. A kapott eredményeket felhasználva 51 olyan csillagradok $[\text{Fe}/\text{H}]$ becslést, melyre eddig nem állt rendelkezésre spektroszkópiai mérésen alapuló adat.

Summary

In this thesis I consider the photometric and radial velocity amplitudes and amplitude related parameters of the Cepheid type pulsating variable stars of our Galaxy. My goal was to determine the metallicity of the stars without spectroscopic measurements. First I review the short history of the research and the basic physical properties of Cepheid variables. In chapter 2 I delineate and describe the columns of my catalogue. In chapter 3 I analyze the amplitude behaviour of Cepheids. I determine a new upper envelope to the period-amplitude diagram and I define the limiting period between the short and long period Cepheids (10.47 days). I examine the period dependence of the amplitude ratios and the interrelations of the amplitudes in different bands. I introduce two new parameters that describe the amplitude decrease towards longer wavelengths. The amplitude ratios as well as the two new parameters are suited to find undiscovered binary systems. These systems are listed in a table at the end of this chapter. In chapter 4 I study the effects of chemical composition. First I shortly describe the method of the determination of the $[\text{Fe}/\text{H}]$ ratio. Then I present the metallicity distribution along Milky Way. After that I analyze the metallicity dependence of the pulsation amplitudes, amplitude ratios and the new parameters. I present a simple model that can be used to demonstrate the effect of the different chemical composition on the photometric amplitudes. Utilizing the relations I calculate the approximate $[\text{Fe}/\text{H}]$ ratio for 51 stars that have no spectroscopic metallicity value.

Publikációs jegyzék

Referált folyóiratokban megjelent publikációk

1. Klagyivik, P. és Szabados, L., 2009, *Observational studies of Cepheid amplitudes I. Period-amplitude relationships for Galactic Cepheids and interrelation of amplitudes*, Astronomy & Astrophysics, Vol. 504., p. 959-972., IF (Impakt Faktor): 4,259
2. Csizmadia, Sz., Borkovits, T., Paragi, Zs., Ábrahám, P., Szabados, L., Mosoni, L., Sturmman, L., Sturmman, J., Farrington, C, McAlister, H. A., ten Brummelaar, T. A., Turner, N. H. és Klagyivik, P., 2009, *Interferometric Observations of the Hierarchical Triple System Algol*, Astrophysical Journal, Vol. 705., p. 436-445, IF: 6,405
3. Vinkó, J., Sárneczky, K., Balog, Z., Innmler, S., Sugerman, B. E. K., Brown, P. J., Misselt, K., Szabó, Gy. M., Csizmadia, Sz., Kun, M., Klagyivik, P., Foley, R. J., Filippenko, A. V., Csák, B. és Kiss, L. L., 2009, *The young, massive, stellar cluster Sandage-96 after the explosion of SN 2004dj in NGC 2403*, Astrophysical Journal, Vol. 695., p. 619-635., IF: 6,405
4. Sándor, Zs., Kley, W. és Klagyivik, P., 2007, *Stability and Formation of the Resonant System HD 73526*, Astronomy & Astrophysics, Vol. 472., p. 981-992., IF: 3,971
5. Csizmadia, Sz., Marton, G., Klagyivik, P. és Spindler, Sz., 2007, *Updated catalogue of the light curve solutions of contact binary stars*, Astronomical Notes, Vol. 328., p. 821-825., IF: 1,399

6. Klagyivik, P. és Szabados, L., 2007, *Study of the effect of metallicity on the amplitudes of Cepheids*, Astronomical Notes, Vol. 328., p. 825-828., IF: 1,399
7. Csizmadia, Sz., Kővári, Zs. és Klagyivik, P., 2006, *H α Photometry of Two Contact Binaries*, Astrophysics and Space Science, Vol. 304., p. 355-357., IF: 0,771
8. Jurcsik, J., Szeidl, B., Váradi, M., Henden, A., Hurta, Zs., Lakatos, B., Posztobányi, K., Klagyivik, P. és Sódor, Á., 2006, *The triple-mode pulsating variable V823 Cassiopeiae*, Astronomy & Astrophysics, Vol. 445., p. 617-625., IF: 3,971
9. Csizmadia, Sz. és Klagyivik, P., 2004, *On the properties of contact binary stars*, Astronomy & Astrophysics, Vol. 426., p. 1001-1005., IF: 3,694

Nem referált folyóiratokban megjelent cikkek

10. Klagyivik, P., Csizmadia, Sz., Moór, A. és Pál, A., 2007, *A new variable in Cassiopeia*, Peremennye Zvezdy Supplement, Vol. 7., p. 5.
11. Borkovits, T., van Cauteren, P., Lampens, P., Dufoer, S., Kleidis, S., van Leenhove, M., Csizmadia, Sz., Regály, Zs., Patkós, L., Klagyivik, P., Bíró, I. B., Hegedűs, T. és Kiss, Z. T., 2008, *New and Archive Times of Minima of Eclipsing Binary Systems*, Information Bulletin on Variable Stars, No. 5835.
12. Csizmadia, Sz., Klagyivik, P., Borkovits, T., Patkós, L., Kelemen, J., Marchalkó, G. és Marton, G., 2006, *New Times of Minima of Some Eclipsing Binary Systems*, Information Bulletin on Variable Stars, No. 5736.
13. Bíró, I. B., Borkovits, T., Csizmadia, Sz., Hegedűs, T., Klagyivik, P., Kiss, Z. T., Kovács, T., Lampens, P., Patkós, L., Pál, A., Regály, Zs. és van Cauteren, P., 2006, *New Times of Minima of Eclipsing Binary Systems and of Maximum of SX PHE Type Stars*, Information Bulletin on Variable Stars, No. 5684.
14. Borkovits, T., Bíró, I. B., Csizmadia, Sz., Patkós, L., Hegedűs, T., Pál, A., Kóspál, Á. és Klagyivik, P., 2004, *New Times of Minima of Eclipsing Binary Systems*, Information Bulletin on Variable Stars, No. 5579.

Konferenciakiadványok

15. Klagyivik, P. és Szabados, L., 2010, *Effects of $[Fe/H]$ on the properties of Galactic classical Cepheids*, Journal of Physics: Conf. Ser., Vol. 218., 012025
16. Klagyivik, P. és Szabados, L., 2006, *Metallicity dependence of some parameters of Cepheids*, Publ. of Astr. Dept. of Eötvös Univ., Vol. 17., p. 121-126.
17. Klagyivik, P. és Csizmadia, Sz., 2004, *Contact binary stars as standard candles*, Publ. of Astr. Dept. of Eötvös Univ., Vol. 14., p. 303-308.
18. Klagyivik, P. és Csizmadia, Sz., 2004, *Distance to W UMa stars*, ASP Conf. Ser. (szerkesztette: R. W. Hilditch, H. Hensberge és K. Pavlovski), Vol. 318., p. 195-197.

Ismeretterjesztő cikk

19. Klagyivik, P., 2007, *Egy év az egyetem tetején*, Égi háttér, 2007/4.